

Universitat de Barcelona
Departament d'Astronomia i Meteorologia

Memoria presentada por
David Galadí Enríquez

para optar al grado de
doctor en física.

Bajo la dirección de
Carme Jordi Nebot y
Enric Trullols Farreny.

Leída en Barcelona, 23 de marzo de 1998

Astrometría y fotometría de cúmulos abiertos: NGC 1750 y NGC 1758

Me estremeció la mujer que parió once hijos
en el tiempo de la harina y un kilo de sal
y los miró endurecerse mascando garijos.
Me estremeció porque era mi abuela, además.

(Silvio Rodríguez, *Mujeres*)

A Belén Raya Rojas:

Este trabajo está hecho estudiando en detalle fotografías que se parecen a las que tienes colgadas en el salón: son en blanco y negro y , la mayoría, muy antiguas. De las treinta fotos que he usado, sólo seis las hicieron antes de que tú nacieras. Eres la persona de la familia que ha estado más tiempo durante la “preparación” de este trabajo, que empezó en parte cuando se tomaron las primeras fotos en los observatorios de Europa y China a principios del siglo, y se continuó en parte también cuando trajiste al mundo a mi padre unos años más tarde en Granada. Está más que claro que sin ti este trabajo no habría sido posible.

Agraïments — Agradecimientos

Acabada la darrera revisió del text, comprovada la bibliografia i fet l'últim cop d'ull a la compaginació i les figures, arriba el moment de donar les gràcies a tanta gent que ha contribuït a que tota aquesta feina finalment pugui veure la llum. El propòsit d'aquestes línies és únic i clar, i per tant, com bé afirma Domingo (1998), el seu contingut no pot de cap manera sortir-se d'allò habitual.

El meu reconeixement ha d'anar per davant per a Carme Jordi Nebot i Enric Trullols Farreny, directors d'aquesta tesi. Ells, més que ningú altre, saben bé la il·lusió i el temps que s'ha invertit en aquest treball, i saben com jo en quina immensa mesura aquesta tesi és obra no només meva, sinó també d'ells. Avui només repetiré que considero que haver treballat sota la seva direcció ha estat una gran sort. Encara que no sigui la qüestió més important, faig constar també el meu agraïment per la seva comprensió vers el meu afany de normalització del castellà científic.

El treball s'ha dut a terme al Departament d'Astronomia i Meteorologia de la Universitat de Barcelona, on he gaudit dels recursos necessaris, en especial computacionals, que han permès de realitzar la tesi en un temps finit. Gràcies a tots els membres del Departament pel seu suport, siguin habitants de llevant, de ponent o de *galeres*. Menció especial haig de fer de l'equip de recerca on estic integrat, conegut com "grup Hipparcos". La seva varietat i el seu ambient intern han fet sempre interessant, agradable i fins i tot divertit treballar amb tots ells.

La recerca exposada en la memòria següent ha estat possible gràcies a una quantitat no menyspreable de cooperació amb científics d'arreu el món, a Espanya i fora d'ella. De vegades aquesta cooperació s'ha materialitzat en la visita a institucions estrangeres, on he après molt més que astronomia i on sempre m'he sentit molt ben acollit. D'altres vegades, la col·laboració ha consistit en la cessió i/o intercanvi de dades. Crec necessari agrair tota aquesta contribució exterior desinteressada.

J'aimerais manifester mes plus sincères remerciements à tous les membres du Centre d'Analyse des Images (Observatoire de Paris, Paris, France) et très spécialement à son Directeur, Jean Guibert, pour son accueil, son support et sa collaboration, sans lesquels ce travail n'aurait pas été possible. Un grand merci également à Christophe Alard pour nous avoir fourni les programmes originels écrits en *C*, à Noël Robichon pour ses commentaires et indications, et à René Chesnel pour sa patience et son efficacité dans la mesure des plaques photographiques.

I am indebted to the staff of the Astronomy Department of Yale University for their hospitality and unvaluable help, without which this work would not have been possible. I express my thanks to W. Van Altena and to all members of the Astrometry Group at Yale University for their help for the treatment of the data, specially to I. Platais and T. Girard for their sharp comments and advises for dealing with magnitude equations; thanks Terry!, paldies Imant!

Frau Elena Schilbach (Astrophysikalisches Institut Postdam, Deutschland) und Herrn Siegfried Rösser (Astronomisches Rechen Institut, Heidelberg, Deutschland) möchte ich meinen herzlichen Dank dafür aussprechen, daß sie mir die Fotoplatten aus dem Archiv Ihrer Forschungsinstitute zur Verfügung gestellt haben, die für die Verwirklichung dieser Arbeit sehr wichtig waren.

Ebenfalls zu Dank verpflichtet bin ich Herrn Kurt Birkle, Leiter des Centro Astronómico Hispano-Alemán, der freundlicherweise im Observatorium Calar Alto zwei Fotoplatten für mich aufgenommen und entwickelt hat.

Mis más sinceras gracias a Jaime Zamorano y Óscar Alonso, de la Universidad Complutense de Madrid, quienes muy amablemente expusieron y revelaron en el Centro Astronómico Hispano-Alemán la primera placa Schmidt de que dispusimos para este trabajo.

中国科学院上海天文台赵君亮台长和田凯平博士提供我几张佘山观察站的照像底片资料。这些资料已经大大改善了结果的质量。在此表示衷心的感谢！感谢陈兵博士对我论文的六、七章很有价值的建议。

Thanks a lot to S.E. Urban (United States Naval Observatory), who provided us with the original measurements of individual plates from the Astrographic Catalog (Paris zone).

Aš esu labai dėkingas Teorinės fizikos ir astronomijos instituto profesoriui V. Straižys (Vilnius, Lietuva) už tai, kad atkreipė mano dėmesį į objectus, kuriuos aš išstudijavau savo darbe, ir už vertingas pastabas ir patarimus darbo metu.

Company's i companyes de doctorat: no tinc paraules per agrair les experiències viscudes dins i fora la Sala de Càlcul amb tots els qui encara volteu per aquí i també amb tots els qui ja heu volat. Així que millor no m'*enrotllo* massa ara (que ja portem tres planes) i deixem l'agraïment explícit per a una ocasió menys solemne i, a ser possible, regada amb abundant vi de la terra (o abundant aigua sense gas, segons gustos).

El viaje de Córdoba a Barcelona pasa por Granada, como bien sabéis los compañeros y compañeras de aquellos años memorables. No voy a escribir vuestros cuatro nombres porque ya nos los sabemos y, además, no es seguro que vayáis a leer estas letras. Sólo quiero deciros gracias por seguir ahí, a pesar del tiempo y los kilómetros.

Voy a acabar dedicando unas palabras a mi familia, aunque no está nada claro que el epígrafe "agradecimientos" sea el adecuado para esto, porque la palabra *gracias* se queda más que chica para lo que habría que decir. Papá y mamá, hermanas y hermano, sois las únicas personas que tienen una perspectiva certera del camino que me ha llevado desde el Colegio Córdoba a la Universidad de Barcelona pasando por Trassierra y el telescopio colorado que todavía guardamos allí. El resto de mi familia cercana, o sea, tú, Dulcinea, has soportado todo el peso de la fase final de elaboración de este trabajo. La experiencia demuestra cuán bien hice en encomendarme a mi señora Dulcinea en acometer tan espantable aventura. A todos, y a mí el primero, se nos plantea un buen enigma: *¿y ahora qué?*

Barcelona, marzo 1998

Índice

1	Introducción	1
1.1	Métodos de estudio	3
1.2	Cúmulos dobles	4
1.3	Cúmulos en la dirección del anticentro	6
1.4	La región de NGC 1746, NGC 1750 y NGC 1758	10
1.4.1	Confusión en las obras de referencia	11
1.4.2	Estudios previos de la zona	14
1.5	Objetivos de este trabajo	16
2	Fotometría CCD <i>UBVRI</i>	19
2.1	Observaciones	19
2.2	Reducción	21
2.2.1	Tratamiento básico de las imágenes	22
2.2.2	Magnitudes instrumentales	27
2.2.3	Correspondencia de campos	30
2.2.4	Trasformación al sistema estándar	30

2.2.5	Errores	32
2.3	El catálogo de fotometría CCD	33
2.3.1	Errores internos	34
2.3.2	Errores externos	34
2.3.3	Coordenadas ecuatoriales	36
2.3.4	El catálogo	36
2.4	Análisis de la fotometría	37
3	Material fotográfico	45
3.1	Descripción del material	46
3.1.1	Placas modernas: CAHA y OCA	46
3.1.2	Copias del Palomar Observatory Sky Survey	48
3.1.3	Placas Tautenburg	49
3.1.4	Placas Heidelberg	49
3.1.5	Placas del Catálogo Astrográfico	50
3.1.6	Placas Shanghai	51
3.1.7	Seudo-placa CCD	52
3.2	Medida de las placas con MAMA	53
4	Fotometría fotográfica <i>BVR</i>	55
4.1	Trasformación al sistema fotométrico estándar	56
4.2	Fotometría fotográfica estándar	61
4.3	Fotometría fotográfica para la identificación cruzada	64

5	Astrometría	65
5.1	Algoritmo iterativo de superposición central (AISC)	66
5.1.1	El bucle de cruce y transformación	67
5.1.2	Movimientos propios relativos	70
5.1.3	Iteraciones segunda y posteriores	72
5.2	Grado polinómico de las transformaciones	73
5.3	Placas anómalas	73
5.4	Efectos de magnitud	78
5.4.1	Ecuación de magnitud intra-placa	78
5.4.2	Ecuación de magnitud inter-placa	80
5.5	Movimientos propios	89
5.5.1	Sistema de pesos	89
5.5.2	Comentarios finales	90
5.6	El catálogo fotográfico	90
5.6.1	Errores astrométricos internos	93
5.6.2	Coordenadas ecuatoriales	96
5.7	Evidencias de la existencia de dos cúmulos	101
6	Segregación de los cúmulos	107
6.1	Probabilidades de pertenencia	107
6.1.1	Formulación general	108
6.1.2	Método paramétrico	108

6.1.3	Inconvenientes del método paramétrico	109
6.1.4	Método no paramétrico	111
6.2	Funciones empíricas de frecuencias	113
6.2.1	Plano cinemático: movimientos propios	115
6.2.2	Plano espacial: coordenadas x e y	118
6.2.3	Plano fotométrico: diagrama color-magnitud	120
6.3	Selección de miembros	122
6.3.1	Estrellas brillantes	125
7	Parámetros físicos de los cúmulos	135
7.1	Posiciones y perfiles de densidad	135
7.2	Absorción y exceso de color	139
7.3	Distancias y edades	141
7.4	Funciones de luminosidad	150
8	Conclusiones	155
8.1	Tratamiento de datos	155
8.2	Resultados observacionales	157
8.3	Los cúmulos	158
8.4	Trabajo futuro	160
9	Referencias bibliográficas	163

Capítulo 1

Introducción

Los cúmulos estelares abiertos o galácticos constituyen uno de los campos de estudio de mayor importancia dentro de la astronomía observacional. Por un lado se halla el interés de la comprensión de este tipo de objetos en sí mismos (formación, evolución, estructura interna, cinemática, dinámica, función de masas y composición química) y, por otro lado, los cúmulos abiertos son una herramienta fundamental para varios campos de la astrofísica moderna. Los cúmulos son una pieza importante de la escala astronómica de distancias. Los cúmulos jóvenes aportan información acerca de la función de masa inicial (IMF), en tanto que los de edades intermedias y elevadas son un banco de pruebas para las teorías de evolución estelar (Meynet *et al.* 1993, Phelps y Janes 1993). Al constituir cada uno de ellos una muestra variada de estrellas de diferentes masas formadas simultáneamente y a partir de un material de composición química homogénea, permiten discriminar entre distintos modelos de estructura y evolución estelar poniendo a prueba los ingredientes físicos utilizados, en particular la convección penetrante^a. Por otro lado, el análisis de las características del sistema de cúmulos abiertos en función de su posición en la Galaxia, en especial las edades y metalicidades, proporciona información valiosísima para el estudio de la estructura y evolución de la Galaxia y de las regiones de formación estelar (Janes y Adler 1982, Janes y Phelps 1994). En este sentido se están llevando a cabo importantes esfuerzos observacionales y teóricos para establecer la posible relación entre distancia galactocéntrica, edad y metalicidad, una cuestión aún sometida a controversia (Carraro y Chiosi 1994, Lennon *et al.* 1990, Friel 1995, entre otros).

^a *convective overshooting*

Tabla 1.1: Cúmulos abiertos con parámetros físicos determinados, según el catálogo de Lyngå (1987), 1151 objetos, incorporado en la *Base de datos de estrellas en cúmulos abiertos* de Mermilliod (1992b)

	<i>número de objetos</i>	<i>rango de valores</i>
con distancia:	419	[20 pc — 9 kpc]
con edad:	403	[1 Myr — 7 Gyr]
con [Fe/H]:	87	[-0.76 dex — +0.3 dex]
con velocidad radial:	123	[-80 km s ⁻¹ — +75 km s ⁻¹]

El sistema de datos más extenso sobre cúmulos abiertos es la *Base de datos de estrellas en cúmulos abiertos* (BDA, *Base des Données des Amas*) de Mermilliod (1988, 1992a, 1992b y actualizaciones posteriores). Esta base incorpora una recopilación sistemática de datos observacionales sobre estrellas individuales en todos los cúmulos (más de 600) para los que se han publicado medidas. La información estelar individual recopilada, clasificada por cúmulos separados, incluye datos posicionales, fotométricos en distintos sistemas, espectrales (clasificación espectral, velocidades radiales y rotacionales), bibliografía e identificaciones cruzadas. BDA incluye, además, el *Catalogue of Open Cluster Data* de G. Lyngå (1987), que constituye la mayor recopilación sistemática de datos sobre cúmulos abiertos considerados como objetos individuales. Las ediciones más recientes de este catálogo incluyen más de 1100 objetos.

Sin embargo, los parámetros físicos de la muestra de cúmulos abiertos distan mucho de ser completos, a pesar del considerable esfuerzo observacional acumulado. Un parámetro tan básico como la distancia, está determinado solamente para unos 400 cúmulos, y es una cantidad similar la que cuenta con edades conocidas. Los datos de partida y los métodos empleados para el cálculo de estos y otros parámetros son diversos, y como consecuencia la calidad de la información disponible no es ni mucho menos homogénea (Janes *et al.* 1988). La tabla 1.1 muestra en síntesis, para algunos parámetros, el número de cúmulos abiertos que cuentan con estimaciones de sus valores.

El presente trabajo está dedicado al estudio de los cúmulos abiertos presentes en un área reducida (poco más de 5 grados cuadrados) de la constelación de Taurus,

en dirección al anticentro galáctico, región de gran importancia para el estudio observacional de la estructura de la Galaxia. En la región analizada, Dreyer (1888) incluyó tres entradas en su *New General Catalogue of Nebulae and Clusters of Stars*: NGC 1746, NGC 1750 y NGC 1758. Los tres objetos especificados se superponen ampliamente en el cielo, y su naturaleza e interrelación no ha sido del todo aclarada hasta la fecha. Nuestra investigación se centra en la identificación de los cúmulos presentes en el campo y la determinación tanto de sus características físicas como de la posible existencia o ausencia de vínculo físico entre ellos. Con este fin se ha recurrido a técnicas observacionales fotométricas y astrométricas.

1.1 Métodos de estudio

Las herramientas usuales para el estudio observacional de cúmulos abiertos abarcan técnicas fotométricas, espectroscópicas y astrométricas. La fotometría multicolor es la técnica usual para determinar distancias, excesos de color, edades y aun metalicidades de cúmulos abiertos. Para ello se recurre de manera sistemática a calibraciones empíricas y/o a modelos teóricos de evolución estelar. La fotometría de cúmulos abiertos ha utilizado todo tipo de detectores a lo largo del tiempo, desde la placa fotográfica a los dispositivos de carga acoplada (en adelante, CCD) pasando por el fotómetro fotoeléctrico. Las mayores profundidades se obtienen hoy día mediante CCD, aunque en determinadas bandas el fotómetro fotoeléctrico puede ser más eficaz. La fotometría fotográfica sigue siendo la única alternativa viable cuando se trata de obtener datos fotométricos en campos relativamente amplios, fuera del alcance hoy día de los CCD debido a su tamaño reducido.

La espectroscopia es una técnica potente, pero que requiere gran cantidad de tiempo de observación y cuya aplicación está limitada a estrellas relativamente brillantes. El análisis de espectros proporciona la manera más precisa para determinar metalicidades y velocidades radiales, parámetro este último de gran importancia para estudiar la dinámica interna de los grupos y su movimiento en la Galaxia, aparte de constituir un criterio eficaz para la segregación de miembros y no miembros.

La astrometría de cúmulos abiertos es el método de mayor rendimiento para la separación de miembros de los cúmulos y estrellas de campo. Además, para objetos cercanos, la resolución astrométrica de la dinámica interna permite otras aplicaciones, como la determinación de masas dinámicas, el análisis de la isotro-

pía de la distribución de velocidades o la determinación de distancias cinemáticas (Sagar y Bahtt 1988, Sagar y Bhatt 1989a, Sagar y Bhatt 1989b). La astrometría de cúmulos abiertos se ha basado hasta la fecha casi exclusivamente en la fotografía. Clásicamente, la asignación de pertenencia a los cúmulos se ha realizado a partir de los movimientos propios. Las técnicas de determinación de movimientos propios y segregación de cúmulo y campo han sido objeto de gran atención durante décadas.

La combinación de los tres modos de estudio proporciona los mejores resultados en cuanto a separación de las poblaciones superpuestas de campo y cúmulo y en lo que respecta a la determinación de los parámetros físicos del objeto estudiado. Una separación rigurosa de las estrellas miembro respecto de la población de campo es el primer paso para determinar de la manera más precisa posible los parámetros físicos del grupo.

1.2 Cúmulos dobles

La aclaración de la estructura de la zona estudiada en la región de Taurus, con tres posibles cúmulos superpuestos, requiere plantearse tanto la existencia de los objetos como su posible interrelación, esto es, si puede tratarse de un sistema cumular múltiple o bien nos encontramos ante objetos independientes alineados según la visual.

La posible existencia de objetos binarios es un aspecto poco estudiado del sistema de cúmulos abiertos. Es sabido que las nubes moleculares pueden ser progenitoras de asociaciones y diversos cúmulos estelares. Algunos de estos cúmulos podrían sobrevivir ligados entre sí incluso después de la ruptura de la nube. En su evolución posterior, estos cúmulos pueden permanecer en forma de sistema ligado, separarse por efecto de las mareas galácticas o fundirse en un único objeto. La presencia de parejas de cúmulos abiertos ligados gravitatoriamente y con un origen común está bien establecida en las Nubes de Magallanes (Bhatia 1990 y referencias allí citadas). La perspectiva exterior y la distancia de las Nubes de Magallanes simplifica los criterios para decidir la realidad del posible vínculo físico entre dos cúmulos con posiciones aparentes próximas entre sí.

El ejemplo de las Nubes de Magallanes justifica la búsqueda de este tipo de parejas. Pero en la Galaxia, debido a nuestra perspectiva de observadores internos,

la cercanía aparente de las posiciones proyectadas sobre el cielo no es suficiente para dilucidar la existencia de un vínculo físico. Si los más de mil cúmulos abiertos conocidos estuvieran distribuidos aleatoriamente en el cielo, sería de esperar un cierto número de parejas aparentes, no físicas, consecuencia de la alineación al azar de algunos cúmulos en aproximadamente la misma línea visual. Por analogía con el campo de las estrellas dobles, se llama *cúmulo doble* a cualquier par de cúmulos estelares que muestre cierta proximidad de sus posiciones aparentes proyectadas en la esfera celeste. Un *cúmulo binario* es un cúmulo doble en el que los componentes están próximos entre sí no sólo según la dirección de la visual, sino también en el espacio, y se hallan vinculados gravitatoriamente. Un *par óptico*, en cambio, consiste en una alineación aleatoria según la visual de dos cúmulos físicamente independientes. Para resolver la ambigüedad es necesario contar como mínimo con una tercera dimensión, como por ejemplo la distancia, un parámetro no determinado para todos los cúmulos y que con frecuencia está afectado de un error considerable. La distancia, la cinemática, la edad o la metalicidad de los cúmulos puede también dar luz sobre su posible vínculo físico: debido a su carácter ligado y a su origen común a partir de una misma nube progenitora, los componentes de un cúmulo binario presentarán distancias al Sol parecidas, movimientos propios muy semejantes y edades y metalicidades similares. Los componentes de un par óptico pueden, en cambio, hallarse a distancias muy diferentes y tener características físicas nada parecidas.

El único caso confirmado de cúmulo abierto binario en la Galaxia es el objeto doble NGC 869+884, en Perseus, también llamado $h+\chi$ Persei o Cúmulo Doble de Perseo. Se trata de una pareja formada por dos cúmulos jóvenes y ricos, muy similares y situados a unos 2 kpc del Sol. Pavloskaya y Filippova (1989) propusieron la existencia de otros sistemas binarios en la Galaxia. Subramaniam *et al.* (1995) han realizado una búsqueda extensiva de candidatos a cúmulo abierto binario en el catálogo de Lyngå (1987). Tomando el subconjunto de algo más de 400 entradas con distancias determinadas, e imponiendo un límite de separación espacial máxima entre componentes de 20 pc, estos autores elaboran una lista de 18 candidatos a cúmulo binario. Salvo $h+\chi$ Per, todos los demás casos están pendientes de confirmación, aunque se han publicado evidencias a favor de la asociación física de la cuarta pareja propuesta por Subramaniam *et al.*, la formada por NGC 1907 y NGC 1912 (M 38) (Cuffey, 1937). No se ha de descartar la posible existencia de otros sistemas binarios entre la considerable submuestra del catálogo de Lyngå que carece de distancias determinadas. Existen en la literatura otros estudios de cúmulos dobles,

los cuales han conducido a la conclusión de que los objetos que analizaron no estaban vinculados físicamente (Platais *et al.* 1996, Kharchenko *et al.* 1997).

1.3 Cúmulos en la dirección del anticentro

En el estudio de la estructura de la Galaxia, la importancia de la dirección del anticentro reside en que la visual intersecta en esa zona los brazos exteriores del sistema, sin interferencia de las regiones internas (McCarthy y Treanor, 1965). La cinemática observada en este sector permite un análisis especial, porque la dirección radial está dominada por los movimientos peculiares, ya que la rotación galáctica induce desplazamientos puramente tangenciales. El análisis de las propiedades del sistema de cúmulos abiertos puede contribuir, pues, a la determinación de la estructura y propiedades de la Galaxia en la dirección del anticentro (Kharchenko *et al.* 1997). La dificultad principal a que se enfrentan los estudios fotométricos en la región proviene de la estructura compleja del material interestelar presente (McCuskey 1941).

La Vía Láctea en Auriga y Taurus es especialmente rica en cúmulos abiertos con características variadas. Entre estos objetos destacan por su riqueza y brillo NGC 2168 (M 35), NGC 1960 (M 36), NGC 2099 (M 37) y NGC 1912 (M 38). En la tabla 1.2 se muestran los cúmulos abiertos conocidos más cercanos a la dirección del anticentro, y en la figura 1.1 se presenta un esquema de la zona. La mayoría de estos objetos han sido analizados en mayor o menor detalle con anterioridad. Ya desde los estudios más tempranos (Cuffey 1937) quedó claro que los cúmulos visibles en esta zona no constituyen en su conjunto un complejo vinculado físicamente, aunque, como se indicó antes, se ha sugerido la existencia de algún objeto binario (NGC 1912 y NGC 1907).

La figura 1.2 amplía la zona concreta de interés para nuestro trabajo, en la constelación de Taurus. Esta región contiene el cúmulo cercano de las Híades (Melotte 25) y varios otros objetos menos destacados y, por ello, menos estudiados, como NGC 1807, NGC 1817, NGC 1647 o la terna a la que se dedica nuestra investigación, constituida por NGC 1746, NGC 1750 y NGC 1758.

Esta región en Taurus se caracteriza por la presencia del material absorbente de las nubes de Taurus, situadas a unos 200 pc del Sol (Straizys y Meištas 1980, Černis

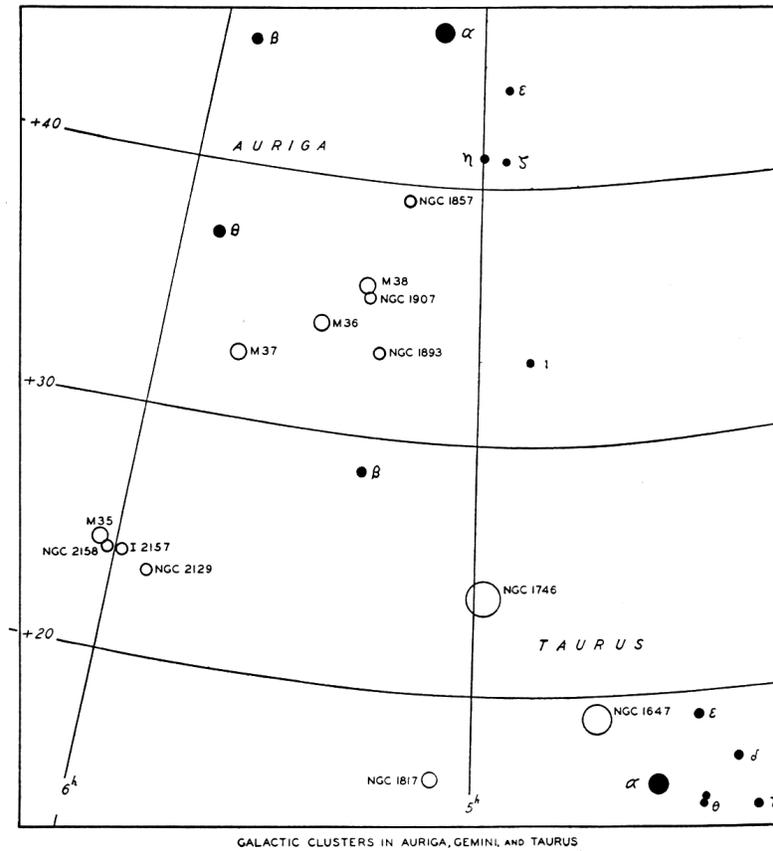


Figura 1.1: Los cúmulos abiertos de la zona de Auriga y Taurus, según Cuffey (1937).

Tabla 1.2: Cúmulos abiertos a una distancia angular inferior a 25° del anticentro galáctico. Datos de Lyngå (1987), salvo para NGC 1750, tomado de Sinnot (1987). Para cada cúmulo se ofrece: designación, coordenadas ecuatoriales para el equinoccio J2000.0 (en h m y $^\circ$ $^'$) y galácticas (en $^\circ$), distancia (d) en pc, módulo de distancia ($m - M$) en mag, exceso de color de Johnson ($E(B-V)$) en mag, logaritmo de la edad en años ($\log t$), distancia al plano galáctico (z) en pc, diámetro aparente (D) en minutos de arco, y distancia angular aparente al anticentro (Δ) en grados

cúmulo	α	δ	l	b	d	$m - M$	$E(B-V)$	$\log t$	z	D	Δ
Dolidze 14	4 06.6	+27 26	167.54	-18.08						10	21.84
Berkeley 11	4 20.6	+44 55	157.08	-3.65	2188	14.77	0.96	7.00	-139	5	23.19
Melotte 25	4 26.9	+15 51	180.05	-22.40	40	3.01		8.85	-15	330	22.40
Czernik 18	4 28.0	+30 55	168.28	-12.28						0	16.91
NGC 1582	4 32.0	+43 51	159.28	-2.91						18	20.91
NGC 1605	4 35.0	+45 15	158.61	-1.58	2559	15.14	0.97	7.61	-70	5	21.45
NGC 1624	4 40.4	+50 26	155.35	2.58						3	24.78
Berkeley 68	4 44.5	+42 03	162.13	-2.41					-134	12	18.03
Berkeley 12	4 44.6	+42 40	161.68	-1.99						4	18.42
Ruprecht 148	4 46.5	+44 44	160.33	-0.39					-37	4	19.67
NGC 1647	4 46.0	+19 04	180.39	-16.78	524	9.84	0.39	8.11	-151	39	16.78
NGC 1662	4 48.5	+10 56	187.70	-21.12	378	8.98	0.34	8.11	-136	12	22.42
NGC 1663	4 48.6	+13 09	185.79	-19.81						0	20.61
NGC 1664	4 51.1	+43 42	161.66	-0.44	1126	10.90	0.20	8.38	-8	18	18.35
Czernik 19	4 57.0	+28 46	174.09	-8.85						14	10.63
Berkeley 14	5 00.2	+43 28	162.86	0.71						5	17.15
Berkeley 15	5 02.3	+44 27	162.33	1.61						5	17.74
NGC 1724	5 03.5	+49 30	158.45	4.85						0	22.06
NGC 1746	5 03.6	+23 49	179.02	-10.65					-77	39	10.69
NGC 1750	5 03.9	+23 39	179.18	-10.70							10.74
NGC 1758	5 04.4	+23 47	179.15	-10.52							10.55
NGC 1778	5 08.1	+37 02	168.88	-2.00	1479	11.94	0.34	8.11	-51	7	11.30
King 17	5 08.4	+39 04	167.30	-0.73						5	12.72
NGC 1807	5 10.7	+16 31	186.08	-13.50						12	14.78
NGC 1798	5 11.9	+47 37	160.76	4.85						5	19.82
NGC 1817	5 12.1	+16 41	186.13	-13.13	1813	12.19	0.28	8.90	-411	20	14.47
Dolidze 16	5 14.6	+32 43	173.17	-3.48						5	7.66
Czernik 20	5 20.1	+39 28	168.30	1.32						4	11.77
NGC 1857	5 20.2	+39 21	168.41	1.26					41	10	11.66
Berkeley 17	5 20.6	+30 35	175.65	-3.65						7	5.68
Berkeley 18	5 22.2	+45 23	163.63	5.01						12	17.10
Collinder 62	5 22.5	+40 59	167.26	2.50						28	12.98
NGC 1893	5 22.7	+33 23	173.59	-1.70	3960	14.72	0.54	7.00	-117	25	6.63
Dol-Dzim 2	5 23.2	+11 27	192.15	-13.72						10	18.25
Dolidze 18	5 24.1	+33 17	173.83	-1.50						5	6.35
Berkeley 19	5 24.1	+29 35	176.90	-3.59	4831	14.70	0.40	9.49	-302	4	4.74
Dolidze 19	5 23.7	+08 10	195.11	-15.32						23	21.39
Berkeley 69	5 24.6	+32 38	174.42	-1.79						3	5.86
Berkeley 70	5 25.7	+41 53	166.90	3.58						6	13.57
NGC 1883	5 25.9	+46 32	163.04	6.19						5	18.02
Collinder 65	5 25.9	+16 05	188.48	-10.71						220	13.63
Czernik 21	5 26.5	+35 59	171.87	0.41						7	8.14

Tabla 1.2: (Continuación)

cúmulo	α	δ	l	b	d	$m - M$	$E(B-V)$	$\log t$	z	D	Δ
Stock 8	5 27.6	+34 25	173.35	-0.23						14	6.65
Dolidze 21	5 27.4	+07 04	196.58	-15.10						12	22.28
NGC 1907	5 28.0	+35 19	172.62	0.30	1330	11.96	0.42	8.11	6	5	7.39
Dolidze 20	5 28.6	+33 47	173.96	-0.46						5	6.06
NGC 1912	5 28.7	+35 50	172.27	0.70	1234	11.22	0.24	8.19	15	14	7.76
NGC 1931	5 31.4	+34 15	173.90	0.28						5	6.11
Dol-Dzim 3	5 33.7	+26 29	180.68	-3.54						10	3.60
Collinder 69	5 35.1	+09 55	195.05	-12.00					-103	70	19.16
Dol-Dzim 4	5 35.9	+25 56	181.39	-3.41						25	3.68
NGC 1960	5 36.1	+34 07	174.52	1.04	1230	11.22	0.24	7.61	22	10	5.58
Stock 10	5 39.0	+37 55	171.63	3.56						25	9.09
Berkeley 71	5 41.3	+32 23	176.57	1.02						5	3.58
Basel 4	5 48.5	+30 12	179.23	1.20	5675	15.47	0.53	7.00	118	5	1.43
Collinder 74	5 48.5	+07 23	198.98	-10.40						5	21.55
King 8	5 49.4	+33 37	176.40	3.12	3354	14.80	0.68	8.26	182	4	4.76
Czernik 23	5 49.7	+28 55	180.46	0.76						5	0.89
Berkeley 72	5 50.3	+22 11	186.32	-2.57						2	6.82
Berkeley 21	5 51.7	+21 46	186.83	-2.50	3631	16.00	1.00	7.00	-158	5	7.27
NGC 2099	5 52.4	+32 32	177.65	3.09	1343	11.63	0.31	8.30	72	14	3.88
Czernik 24	5 55.2	+20 52	188.04	-2.27						5	8.35
Basel 11	5 58.2	+21 58	187.44	-1.11					-29	3	7.52
Berkeley 22	5 58.4	+07 50	199.80	-8.05						1	21.31
NGC 2129	6 01.0	+23 18	186.61	0.13	1989	13.64	0.67	7.61	4	5	6.61
NGC 2126	6 03.0	+49 53	163.24	13.21					319	5	21.22
NGC 2141	6 03.1	+10 25	198.07	-5.79	4246	14.10	0.30	9.60	-428	10	18.95
IC 2157	6 05.0	+23 59	186.45	1.25	1879	12.97	0.50	7.85	40	5	6.57
NGC 2158	6 07.5	+24 05	186.64	1.76	3875	14.51	0.49	9.27	119	5	6.87
NGC 2169	6 08.4	+13 57	195.63	-2.92	918	10.33	0.16	7.46	-46	5	15.89
NGC 2168	6 08.9	+24 20	186.58	2.18	853	10.17	0.16	8.07	32	25	6.93
NGC 2175	6 10.9	+20 36	190.08	0.79						5	10.11
NGC 2186	6 12.2	+05 27	203.56	-6.20	1828	12.30	0.31	8.30	-197	5	24.32
Czernik 25	6 13.1	+06 59	202.31	-5.26						2	22.89
NGC 2194	6 13.8	+12 48	197.26	-2.33	2655	13.46	0.42	8.57	-107	9	17.41
NGC 2192	6 15.2	+39 51	173.41	10.64						5	12.50
Collinder 89	6 18.0	+23 37	188.21	3.70					83	60	9.00
Bochum 1	6 25.5	+19 46	192.43	3.41	4055	14.80	0.55	7.00	241	0	12.88
NGC 2236	6 29.7	+06 49	204.37	-1.69	3327	13.79	0.37	8.87	-98	7	24.42
Collinder 95	6 30.5	+09 55	201.72	-0.07						14	21.72
Berkeley 23	6 33.5	+20 32	192.61	5.44						4	13.72
Basel 8	6 34.2	+08 04	203.79	-0.12					-2	29	23.79
NGC 2251	6 34.7	+08 21	203.60	0.13	1556	11.60	0.20	8.66	3	10	23.60
NGC 2254	6 36.0	+07 40	204.35	0.09	2109	12.68	0.33	8.46	3	5	24.35
Basel 7	6 36.6	+08 21	203.81	0.54	1578	11.89	0.28	8.46	14	5	23.82
Trumpler 5	6 36.7	+09 26	202.86	1.05	977	12.00	0.64	9.86	17	14	22.88
NGC 2259	6 38.6	+10 53	201.79	2.12						3	21.89
NGC 2264	6 41.1	+09 53	202.94	2.20	794	9.69	0.06	7.00	30	39	23.04
NGC 2266	6 43.2	+26 57	187.78	10.28					606	5	12.87
NGC 2281	6 49.3	+41 03	175.00	17.06	461	8.57	0.08	8.72	135	25	17.76
Berkeley 29	6 53.3	+16 55	197.98	8.03						6	19.64
NGC 2304	6 55.0	+18 01	197.17	8.87						3	19.26
NGC 2331	7 7.2	+27 21	189.67	15.30						14	18.04

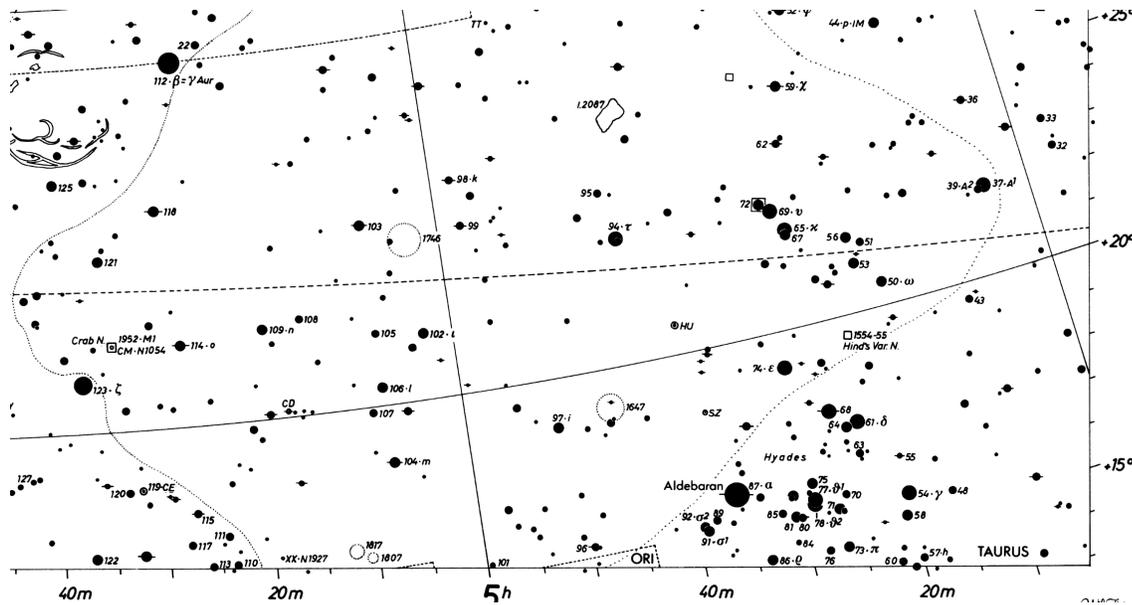


Figura 1.2: La región de NGC 1746 en *Sky Atlas 2000* de Tirion (1987). Se consigna solamente el objeto NGC 1746.

1987, Straižys *et al.* 1992a). Estas nubes han sido descritas como “extremadamente grumosas” (McCuskey 1941), y su presencia y propiedades se muestran como una de las dificultades principales para el estudio fotométrico de la zona.

1.4 La región de NGC 1746, NGC 1750 y NGC 1758

Este trabajo presenta un análisis astrométrico y fotométrico de la zona de Taurus alrededor de las posiciones dadas por Dreyer (1888) para las entradas números 1746, 1750 y 1758 de su *New General Catalogue of Nebulae and Clusters of Stars*. La denominación de estos cúmulos según la nomenclatura de la UAI es C 0500+237 (NGC 1746), C 0500+235 (NGC 1750), C 0501+237 (NGC 1758).

Dreyer incluyó estas entradas en su catálogo, como la mayoría, a partir de la simple inspección visual de la zona. Como puede comprobarse con los datos de la tabla 1.2, los objetos 1746, 1750 y 1758 se superponen mutuamente en todo o en parte. La interpretación de esta intrincada estructura ha sido muy variada a lo largo del tiempo y según los diferentes autores que han estudiado o catalogado la zona.

1.4.1 Confusión en las obras de referencia

La inspección visual de la región con binoculares muestra una cierta concentración dispersa de estrellas de casi un grado de diámetro que podría identificarse con la entrada NGC 1746, aunque su aspecto es el de una fluctuación aleatoria y poco destacada del campo. La observación con objetivos de unos 20 cm de diámetro pone de manifiesto la existencia de un grupo algo más contrastado de estrellas débiles, coincidente en posición y dimensiones con la entrada NGC 1750. En el extremo noreste de este grupo se observa una acumulación compacta de estrellas débiles, coincidente con los parámetros de Dreyer para NGC 1758, carente de astros brillantes pero con todos los rasgos característicos de un verdadero cúmulo abierto.

Ante la ausencia de medidas objetivas en las que basarse, algunos autores han optado por simplificar la descripción de la zona y considerar solamente un objeto, NGC 1746, el más grande de los tres consignados por Dreyer. La descripción visual dada por Comellas (1979) es muy clara:

En la posición $5^{\text{h}}1^{\text{m}} + 23^{\circ}44'$ [B1950.0] encontramos el cúmulo NGC 1746, el más amplio de Tauro, por supuesto después de las Híades y las Pléyades. Mide $45'$ de diámetro, y su misma dispersión le hace perder espectacularidad [...]. En total, pueden contarse unas 70 estrellas, distribuidas en diversos núcleos, uno de componentes brillantes, pero dispersas; otro de astros más débiles, de la novena, décima y hasta undécima magnitud, en varias condensaciones caprichosamente distribuidas. Cerca del borde E existe un verdadero subcúmulo de estrellas de la undécima magnitud, más denso que los restantes, y que con buena abertura produce un bonito efecto.

Cuffey (1937), en su estudio fotométrico de la región sigue también el criterio de considerar un sólo cúmulo, NGC 1746, sin mencionar siquiera los posibles objetos NGC 1750 y 1758.

Reediciones posteriores revisadas del catálogo de Dreyer han seguido criterios distintos, desde el mantener las tres entradas sin añadir comentarios adicionales (Sinnot 1987) hasta suprimir una o varias (Sulentic y Tift 1973). Diferencias similares se encuentran consultando otros catálogos generales. Hirshfeld y Sinnot (1985) mantienen solamente NGC 1746 y NGC 1750, añadiendo a este último el comentario

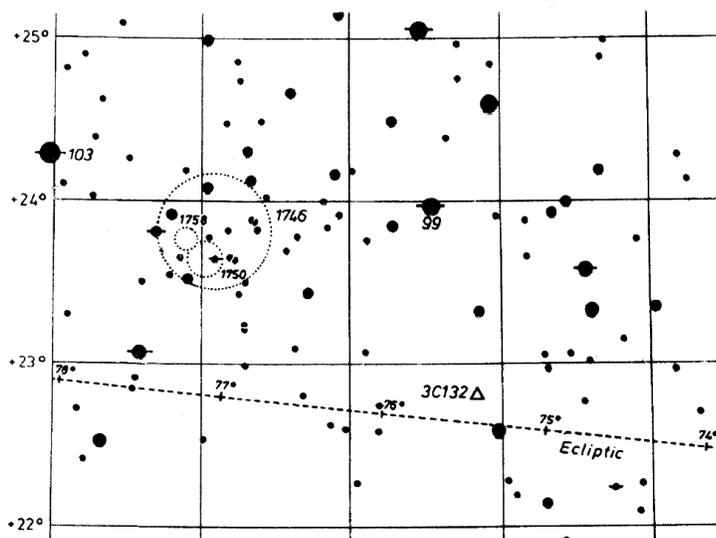


Figura 1.3: La región de NGC 1746 en las primeras ediciones (1987) de *Uranometria 2000* de Tirion *et al.* Se consignan las tres entradas de Dreyer: NGC 1746, 1750 y 1758.

“parte de NGC 1746”. Otros autores (McCarthy y Treanor 1965, Carlson 1940), emplean la denominación de NGC 1746 para referirse a NGC 1750, y la de NGC 1750 para NGC 1758, ignorando el objeto más extenso de los consignados originariamente por Dreyer. Entre las representaciones cartográficas de la zona, las dudas han sido parecidas. Los atlas más generales o bien ignoran las tres entradas o bien consignan solamente NGC 1746 (Tirion 1987; figura 1.2). Los autores de *Uranometria 2000* (Tirion *et al.*) incluyeron en sus primeras ediciones (1987) los tres objetos (figura 1.3), para simplificar la descripción e incluir solamente NGC 1746 en las posteriores (1993; figura 1.4).

Hay que decir que esta situación general de confusión respecto a la estructura de la zona es debida en buena medida a la carencia de datos fiables en los que basar la decisión. Los estudios realizados en la zona han sido hasta ahora escasos y poco concluyentes, debido en parte a la pobreza de los cúmulos.

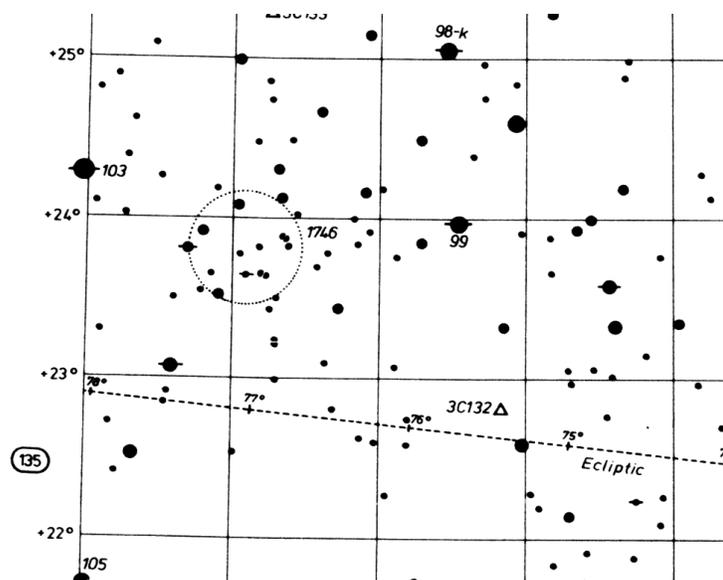


Figura 1.4: La región de NGC 1746 en ediciones recientes (1993) de *Uranometria 2000* de Tirion *et al.* Se han suprimido los objetos NGC 1750 y 1758.

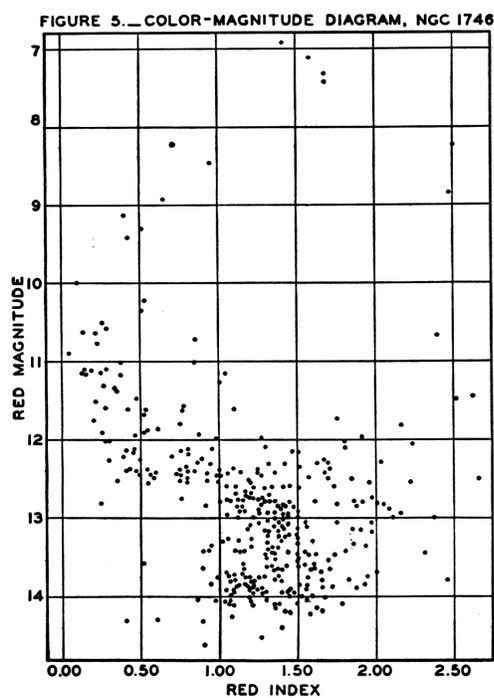


Figura 1.5: El diagrama color-magnitud de Cuffey (1937) a partir de fotometría fotográfica en la zona de NGC 1746. Nótese el comportamiento de la secuencia en torno a $R \approx 12.5$ mag

1.4.2 Estudios previos de la zona

Las primeras observaciones sistemáticas de la región de NGC 1746 fueron realizadas por Cuffey (1937) mediante placas fotográficas en dos bandas (azul y roja) hasta $R \approx 14$ mag, como parte de un estudio general de los cúmulos en las constelaciones de Auriga y Taurus. Aunque Cuffey no menciona NGC 1750 ni NGC 1758, sino solamente NGC 1746, percibe ciertos rasgos que no acertó a explicar y que pueden atribuirse al posible efecto de NGC 1758, al que este autor considera una condensación descentrada del objeto que estudia. Cuffey observa que “el cúmulo es asimétrico” y comenta algunos rasgos del diagrama color-magnitud (figura 1.5):

La explicación del rasgo del diagrama en torno a magnitud 12.5 podría hallarse en el hecho de que la relación color-espectro no fuera lineal, con lo que el gráfico color-magnitud no sería equivalente a un diagrama de Hertzsprung-Russell convencional, que mostraría una relación aproximadamente lineal entre tipo espectral y magnitud absoluta para estrellas de la secuencia principal. Esta explicación, sin embargo, probablemente no sea correcta, porque no se observa en absoluto un rasgo similar en el diagrama color-magnitud del cúmulo NGC 1647. Cabe resaltar que el rasgo proviene sobre todo de los colores de las estrellas [situadas espacialmente] en la mitad débil del cúmulo.

Autores posteriores han conjeturado que este rasgo podría explicarse por la superposición de dos secuencias principales. Por esta razón, McCarthy y Treanor (1965) consideran “prematura” la sugerencia de Carlson (1940) de eliminar en esta zona todas las entradas del NGC salvo una. Cuffey (1937) reconoce por primera vez la importancia de la extinción interestelar en esta región y evalúa el exceso de color en su índice $B-R$ fotográfico en 0.30 mag. Estima la distancia al cúmulo en 590 pc, remarcando que este valor debería ser corregido de absorción.

Li (1954) publicó un estudio de movimientos propios de la región, cubriendo un área de $100' \times 100'$ a partir de placas obtenidas con el astrógrafo de Zö-Sè medidas manualmente y con $B_{\text{lim}} \approx 14$ mag. Los movimientos propios y posiciones estaban ligados al sistema de referencia del Catálogo Astrográfico. El autor no intentó ningún análisis de los resultados para las 2461 estrellas detectadas. No obstante, la baja precisión de la medición manual y el escaso intervalo temporal cubierto por las placas

(apenas 12 años) arroja dudas sobre la utilidad del catálogo resultante en cuanto a su aplicación al análisis del cúmulo o cúmulos presentes.

McCarthy y Treanor (1965) efectuaron una búsqueda sistemática de estrellas con líneas de emisión mediante prisma objetivo en la dirección del anticentro. Hallaron una sobreabundancia de estrellas con líneas de emisión en la zona, algunas de ellas en el área abarcada por los cúmulos objeto de nuestro trabajo e incluidas por Cuffey en su estudio. Presentan una breve discusión sobre los posibles cúmulos (empleando, como se mencionó antes, una nomenclatura diferente a la original de Dreyer) e intentan un análisis de los movimientos propios de Li (1954). Llegan a la conclusión de que los errores y efectos sistemáticos de los movimientos propios de este catálogo lo hacen “inadecuado para determinar la realidad o la distinción de los cúmulos”.

La zona de NGC 1746 permaneció sin estudiar desde entonces hasta 1992, cuando Straižys, Černis y Meištas (1992a, de ahora en adelante SČM) publicaron un análisis de la región mediante fotometría fotoeléctrica en el sistema Vilnius. Su trabajo abarca 116 estrellas en un área de 2.5×2.5 alrededor de $\alpha_{2000} = 5^{\text{h}}1^{\text{m}}$, $\delta_{2000} = +23^{\circ}42'$. La magnitud V límite es 10 en general, y 13 en la zona de mayor concentración, correspondiente al objeto NGC 1758. De este estudio se deduce una distancia a las nubes de Taurus de 175 pc en la dirección de observación. Los autores no encuentran ningún indicio fotométrico que avale la posible existencia de un cúmulo verdadero correspondiente a la entrada 1746 del NGC, y concluyen que “NGC 1746 probablemente no es un cúmulo”, sino una fluctuación aleatoria de la densidad de estrellas de campo.

En cuanto a los otros dos objetos, las conclusiones de SČM son muy interesantes. Los autores identifican dos cúmulos superpuestos, que se corresponden en posición y características con las entradas 1750 y 1758 del NGC. Deciden la pertenencia y la asignación de las estrellas a un cúmulo u otro a partir de “la distribución superficial, el diagrama color-magnitud y el movimiento propio”. Como referencia para los movimientos propios emplean el catálogo de Li (1954), poco adecuado según se ha comentado. Aun así, la información fotométrica en el sistema Vilnius permite diferenciar los cúmulos y asignarles los parámetros siguientes:

objeto	A_V (mag)	d (pc)	<i>miembros asignados</i>
NGC 1750	1.31 ± 0.03	508 ± 26	14
NGC 1758	1.16 ± 0.06	680 ± 24	16

Los autores reconocen, sin embargo, que la confirmación de sus resultados requeriría observaciones de estrellas más débiles y disponer de movimientos propios de mayor calidad.

1.5 Objetivos de este trabajo

Hasta el momento, como hemos expuesto, se carece de un estudio fiable de movimientos propios que pudiera aclarar la existencia o inexistencia de los cúmulos NGC 1746, NGC 1750 y NGC 1758, y el posible vínculo entre ellos. Los estudios fotométricos disponibles son poco profundos y tampoco son concluyentes. En consecuencia, se carece de determinaciones de parámetros físicos para los posibles objetos presentes en la región.

En vista de la necesidad de clarificación de la estructura en esta zona y con la intención de determinar las propiedades de los posibles cúmulos presentes, en este estudio nos hemos propuesto los siguientes objetivos:

1. Obtener un catálogo astrométrico y fotométrico profundo y homogéneo de la zona, con movimientos propios precisos y fotometría multicolor.
2. Determinar de manera concluyente la realidad o inexistencia de los objetos propuestos por Dreyer en la región: NGC 1746, 1750 y 1758.
3. Aportar relaciones fiables de miembros de cada objeto, confeccionadas según criterios objetivos.
4. Determinar los parámetros físicos fundamentales para caracterizar de manera individual los cúmulos detectados.
5. Dilucidar la existencia o ausencia de vínculo físico entre los cúmulos detectados.

Con estos fines, se ha procedido a las labores siguientes:

1. Obtención de fotometría CCD profunda multicolor en el centro de la zona de interés.

2. Recopilación de placas fotográficas antiguas que abarquen la región de estudio. Obtención de placas modernas.
3. Medida de las placas. Obtención a partir de las mismas del catálogo de posiciones y movimientos propios mediante la aplicación del algoritmo iterativo de superposición central.
4. Obtención de fotometría fotográfica en tres bandas cubriendo toda la zona, mediante el uso de la fotometría CCD como estándar de referencia.
5. Análisis estadístico de los datos astrométricos y fotométricos para la identificación de los posibles cúmulos y la asignación de probabilidades individuales de pertenencia.
6. Determinación de los parámetros físicos relevantes de los cúmulos detectados.

El resto de la presente memoria se dedica a la descripción pormenorizada de todo este trabajo, haciendo hincapié en los métodos empleados, las innovaciones incorporadas en la reducción y análisis de los datos, y las conclusiones alcanzadas. En nuestro estudio hemos procedido a combinar de manera novedosa los datos CCD con las medidas fotométricas fotográficas para obtener así un conjunto homogéneo de magnitudes y colores que coincide con el sistema estándar hasta el límite último de la precisión fotométrica de las emulsiones empleadas. En los capítulos 2 y 4 de la presente memoria se describen en detalle las observaciones CCD realizadas, el proceso de calibración fotométrica de las placas fotográficas y los catálogos fotométricos obtenidos a partir de cada tipo de detector. El capítulo 3 describe el material fotográfico utilizado.

En el capítulo 5 de esta memoria se muestra el proceso de obtención de los movimientos propios en la zona estudiada a partir de placas fotográficas. El método aplicado incorpora la información astrométrica obtenida de observaciones CCD como recurso para la corrección de diversos efectos sistemáticos en las medidas fotográficas. El capítulo 6 está dedicado a la segregación de estrellas de campo y estrellas miembro de los cúmulos presentes en la zona. El procedimiento usado presenta la novedad de combinar la información procedente de tres planos observacionales (movimientos propios, posiciones y fotometría) dentro un enfoque totalmente no paramétrico, gracias a la determinación empírica de las funciones de distribución en cada plano mediante el uso de funciones núcleo (*kernel functions*).

La conjunción de las técnicas astrométricas y fotométricas y la interrelación estrecha de los datos CCD y los fotográficos ha conducido finalmente a los resultados que se analizan en el capítulo 7 de esta memoria. El capítulo 8 muestra una síntesis de las conclusiones alcanzadas y describe las perspectivas de continuación futura del trabajo.

Capítulo 2

Fotometría CCD *UBVRI*

En este capítulo presentamos fotometría profunda *UBVRI* CCD en la zona de los cúmulos estudiados, cubriendo un área aproximada de $48' \times 32'$ ($\alpha \times \delta$). El campo abarcado por las cámaras CCD utilizadas es de unos pocos minutos de arco, por lo que, dado el tamaño de los cúmulos en estudio, se requirieron diversas tomas y confeccionar un mosaico de alrededor de 30 campos que recubriera toda el área. Las observaciones han dado como resultado fotometría para 3224 estrellas hasta magnitud visual aparente 20.

En las páginas siguientes describimos las observaciones realizadas, el método de reducción, la fotometría Johnson-Cousins obtenida y las conclusiones que pueden extraerse a partir de estos datos. Se presta especial atención a la descripción de los procedimientos automáticos elaborados expresamente en este estudio aplicados al proceso que conduce de las imágenes digitales brutas a la fotometría estándar, pasando por el tratamiento básico de las imágenes, la obtención de magnitudes instrumentales y la transformación al sistema estándar.

2.1 Observaciones

Las observaciones fueron realizadas en Calar Alto (Almería) en noviembre de 1991 y diciembre de 1994 utilizando el telescopio de 1.23 m del Centro Astronómico Hispano-Alemán (CAHA), y en diciembre de 1993 mediante el telescopio de 1.52 m del Observatorio Astronómico Nacional (OAN). En todos los casos, los filtros em-

Tabla 2.1: Especificaciones de los detectores utilizados

telescopio:	1.23 m CAHA	1.52 m OAN	1.23 m CAHA
Tipo:	GEC#10	THK 31156	TEK#6
Dimensiones (píxeles):	385×576	1024×1024	1024×1024
Tamaño del píxel:	$22\mu\text{m} = 0.46''$	$19\mu\text{m} = 0.33''$	$24\mu\text{m} = 0.502''$
Campo:	$3.0' \times 4.4'$	$5.6' \times 5.6'$	$8.6' \times 8.6'$
Ganancia:	$5.7e^-/\text{cuenta}$	$3.5e^-/\text{cuenta}$	$4.3e^-/\text{cuenta}$
Ruido de lectura:	2.3 cuentas	2.0 cuentas	1.5 cuentas
Rango dinámico:	65535 cuentas	65535 cuentas	65535 cuentas
Lineal hasta:	40000 cuentas	50000 cuentas	45000 cuentas
Corriente de polarización:	260 cuentas	240 cuentas	261 cuentas

pleados reproducían los del sistema Johnson-Cousins *UBVRI*. En todos los casos se emplearon dispositivos de carga acoplada (CCD) con tratamiento superficial para la mejora de sensibilidad en el ultravioleta, y con área de sobrelectura^a. Otras especificaciones de los detectores se resumen en la tabla 2.1.

En el primer periodo se observaron dos campos sin superposición en el área de NGC 1758. En el segundo y tercer periodos se procedió a reobservar los campos anteriores y a cubrir casi toda el área de NGC 1750, además de una pequeña fracción del campo circundante. El número de campos, los tiempos de integración y las condiciones de *seeing* se resumen en la tabla 2.2. En caso de que las estrellas más brillantes aparecieran saturadas al emplear los tiempos de integración especificados en la tabla 2.2, se realizaron también tomas más breves.

En cada periodo de observación, durante el día, se obtuvieron juegos completos de tomas planas^b de cúpula utilizadas para el aplanamiento del campo^c en el proceso de reducción, además de tomas específicas para determinar el comportamiento de los obturadores mecánicos de las cámaras.

Cada noche, intercaladas con las tomas en la zona del cúmulo, se observaron alrededor de 20 estrellas estándar diferentes tomadas de las listas de Landolt (1983,

^a *overscan region*

^b *flat-fields*

^c *flat-fielding*

Tabla 2.2: Síntesis de las observaciones (n representa el número de campos observados)

Telescopio	fecha	tiempo de integración (s)					$seeing$ (")	n
		U	B	V	R	I		
1.23 m CAHA	1991-11-07	3200	1200	600	300	540	1.6	1
1.23 m CAHA	1991-11-09	3600	1400	600	300	540	1.3	1
1.52 m OAN	1993-12-10	–	–	1000	600	800	1.5	3
1.52 m OAN	1993-12-11	2000	1200	800	–	–	0.9	3
1.52 m OAN	1993-12-12	2000	800	500	200	600	1.3	2
1.52 m OAN	1993-12-15	2000	800	500	200	600	2.0	3
1.52 m OAN	1993-12-16	2000	800	500	200	600	0.9	3
1.52 m OAN	1993-12-17	2000	800	500	200	600	1.5	2
1.52 m OAN	1993-12-18	2000	800	500	200	600	1.4	2
1.52 m OAN	1993-12-19	2000	800	500	200	600	1.0	3
1.23 m CAHA	1994-12-08	2000	500	500	200	300	1.3	2
1.23 m CAHA	1994-12-09	2000	500	500	200	300	1.9	1
1.23 m CAHA	1994-12-10	2000	500	500	200	300	2.5	2
1.23 m CAHA	1994-12-11	2000	500	500	200	300	1.9	2
1.23 m CAHA	1994-12-12	2000	500	500	200	300	1.4	3

1992), con la intención de reproducir el sistema Johnson-Cousins $UBVRI$. Estas estrellas se escogieron con todo cuidado, de manera que cubrieran un amplio rango de tipos espectrales y de masas de aire. Las estrellas estándar se eligieron, siempre que fue posible, de manera que las tomas contuvieran más de una de ellas en el mismo campo, para optimizar el tiempo de observación y reducir el volumen de datos. Dos campos de estrellas estándar se reobservaron varias veces sucesivas a lo largo de cada noche, para monitorizar la absorción atmosférica.

2.2 Reducción

La reducción de las imágenes brutas para la obtención de la fotometría en el sistema estándar se llevó a cabo siguiendo el método diseñado por Galadí-Enríquez (1994) y descrito por Jordi *et al.* (1995) referencias a las que remitimos para una descripción más detallada del proceso, el cual resumimos en los párrafos que siguen.

Las imágenes fueron procesadas en los ordenadores del Departament d'Astro-

nomia i Meteorologia de la Universitat de Barcelona (sistema UNIX Risc 6000) utilizando el paquete de tratamiento MIDAS del European Southern Observatory, aplicando procesos automatizados confeccionados por nosotros de manera expresa para este trabajo. La automatización resultó imprescindible, dado el gran volumen de imágenes a tratar, superior a 400 en total si se consideran los diferentes periodos de observación, filtros, tomas largas y cortas, tomas planas, oscuras y de estrellas estándar.

2.2.1 Tratamiento básico de las imágenes

Querriamos que la salida proporcionada por una cámara CCD fuera una matriz bidimensional de números $Z(x, y)$ (donde (x, y) son las coordenadas de cada píxel) proporcional al flujo incidente de fotones $I(x, y)$ y al tiempo nominal de integración t_n . Sin embargo, la matriz obtenida al leer el detector es una función bidimensional $\tilde{Z}(x, y)$ que incluye las contribuciones siguientes:

$$\tilde{Z}(x, y) = B + D_{t_n}(x, y) + G(x, y)I(x, y)T(x, y) + S(x, y) \quad (2.2.1)$$

donde

B es la corriente de polarización^d;

$D_{t_n}(x, y)$ representa la corriente de oscuridad^e;

$G(x, y)$ es la toma plana normalizada;

$T(x, y)$ es el tiempo real de exposición, que varía de un píxel a otro y que en general difiere de t_n debido a los efectos de obturador, y

$S(x, y)$ son contribuciones aditivas no lineales tales como el ruido de lectura, rayos cósmicos, trazas de satélites, defectos del detector, saturación, etc.

^d*bias current*

^e*dark current*

La evaluación de las diferentes contribuciones de la expresión anterior permite deducir la matriz neta $Z(x, y) \propto t_n I(x, y)$, imprescindible para una correcta medida de la magnitud de los objetos registrados. Pasamos a describir el proceso de tratamiento básico de las imágenes, cuya finalidad es justamente esta. La figura 2.1 sintetiza el método.

Corrientes de polarización y de oscuridad

La corriente de polarización (B) se evaluó individualmente para cada imagen promediando las cuentas de los píxeles más estables en las áreas de sobrelectura, que se analizaron en detalle y de manera individual en cada detector CCD utilizado en las observaciones.

Las tomas oscuras^f, es decir, con obturador cerrado (sin que incida sobre el detector iluminación alguna), obtenidas a lo largo de cada periodo de observación permitieron evaluar el patrón de la corriente de oscuridad y su dependencia con el tiempo de integración, como $D_{t_n}(x, y) = D(x, y) + k(x, y)t_n$. Las tomas oscuras de igual tiempo de integración, previa sustracción de la constante B , se promediaron para reducir el nivel de ruido y revelar así la estructura de la corriente de oscuridad. Todas las tomas oscuras muestran un nivel de cuentas muy bajo (inferior a una cuenta en promedio), su estructura bidimensional no es destacada y su dependencia temporal es despreciable para los tiempos de integración utilizados en nuestras observaciones. Por todo ello, hemos adoptado, para cada periodo de observación, una toma oscura promedio independiente del tiempo de integración $D_{t_n}(x, y) = D(x, y)$ obtenida como promedio de todas las tomas oscuras individuales correspondientes al periodo.

Efectos de obturador

La corrección de los efectos de obturador es un paso del proceso de tratamiento básico que no suele incorporarse en los métodos estándar de reducción de imágenes CCD. Sin embargo, en nuestro caso, debido a las características de los obturadores de los telescopios del CAHA, esta corrección se ha mostrado imprescindible. Por

^f *dark fields*

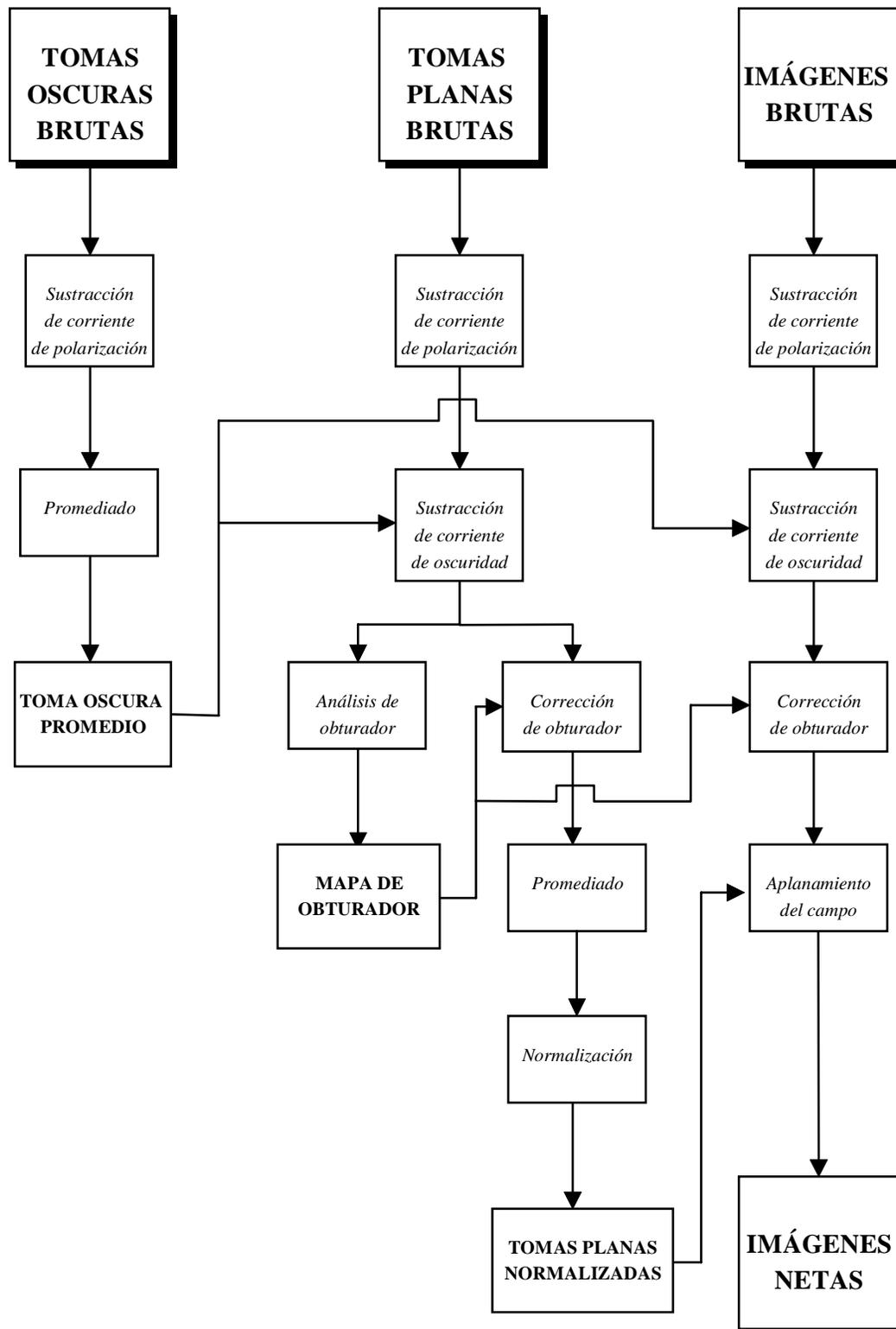


Figura 2.1: Tratamiento básico de las imágenes CCD: de las imágenes brutas a las imágenes netas, listas para la realización de fotometría de síntesis de abertura

esta razón, y dada la escasez de literatura al respecto, creemos adecuado comentar los efectos de obturador con algo más de detalle.

Debido al hecho de que los obturadores invierten un tiempo finito en cerrarse y abrirse, el tiempo real $T(x, y)$ durante el cual un píxel (x, y) permanece expuesto a la luz es diferente al tiempo nominal de integración t_n . Esta diferencia es una función bidimensional $\delta(x, y) = T(x, y) - t_n$, el *mapa de obturador*, que depende de la forma física del obturador y de la manera en que se abre y cierra. Galadí-Enríquez *et al.* (1994) generalizaron el análisis de obturador propuesto por Stetson (1989), proponiendo el método siguiente para la evaluación del mapa de obturador a partir de un conjunto de imágenes CCD de diferentes tiempos de exposición pero obtenidas bajo condiciones de iluminación idénticas. Para este fin es muy adecuada una serie de tomas planas de cúpula. Consideremos una serie de n tomas planas $f_i(x, y)$ con tiempos nominales de exposición τ_i , y una toma plana adicional $F(x, y)$ con tiempo nominal de exposición T . Definiendo la razón

$$R(x, y) = \frac{\sum_{i=1}^n f_i(x, y)}{F(x, y)},$$

el mapa de obturador se obtiene como

$$\delta(x, y) = \frac{R(x, y)T - \sum_{i=1}^n \tau_i}{n - R(x, y)}.$$

Es conveniente evaluar el mapa de obturador a partir de diferentes juegos de tomas planas y hallar el promedio, con el fin de reducir el nivel de ruido. Con la misma intención, y dado que su origen está en un proceso físico continuo (el movimiento de las hojas del obturador), según el tipo de dispositivo puede ser conveniente aplicar un suavizado al mapa resultante.

Los efectos de obturador pueden eliminarse de cualquier imagen $Z(x, y)$ de tiempo nominal de exposición t_n aplicando

$$\hat{Z}(x, y) = Z(x, y) \frac{t_n}{t_n + \delta(x, y)},$$

lo que proporciona la imagen corregida $\hat{Z}(x, y)$.

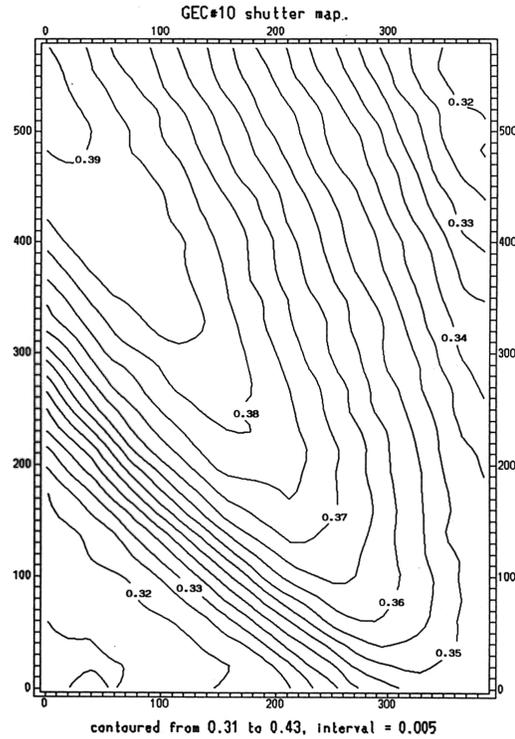


Figura 2.2: Mapa de obturador del detector GEC#10 acoplado al telescopio de 1.23 m del CAHA. Las unidades son segundos

La figura 2.2 muestra el mapa de obturador del detector GEC#10, correspondiente a las observaciones de 1993. El obturador del telescopio 1.52 m del OAN contaba con un obturador mucho más rápido.

Los efectos de obturador pueden afectar a las imágenes no sólo de manera directa, sino también indirectamente a través del proceso de aplanamiento del campo, sobre todo si las tomas planas han sido obtenidas con tiempos de integración breves. El efecto del obturador sobre la magnitud instrumental puede evaluarse como

$$\Delta m = -2.5 \log_{10} \left(\frac{t_n}{t_n + \delta(x, y)} \right),$$

que para valores pequeños de $\frac{\delta}{t_n}$ puede aproximarse como $\frac{\delta}{t_n}$. Como se puede comprobar a la vista de los tiempos de integración de la tabla 2.2 y de los valores del mapa de obturador de la figura 2.2, estos efectos serían de poca importancia en nuestras observaciones, de no ser por los efectos indirectos sobre las tomas planas y, sobre todo, por la imprecisión introducida en la medida de estrellas estándar, la cuales, debido a su brillo, habrían de ser observadas siempre con exposiciones mucho más cortas. De hecho, y adoptando el valor típico $\delta(x, y) \approx 0.4$ s, los errores inducidos en las magnitudes instrumentales medidas con tiempos de exposición cortos resultan ser los siguientes:

t_n (s)	Δm (mag)
1	0.37
4	0.10
8	0.05
10	0.04
15	0.03
20	0.02

Aplanamiento del campo

En cada periodo se registraron tomas planas de cúpula para normalizar la respuesta de los píxeles. A las tomas planas brutas se sustraen las contribuciones de corriente de polarización y corriente de oscuridad, y a continuación se corrigen de efectos de obturador. Las tomas planas netas resultantes muestran, para cada filtro, la misma estructura espacial con independencia del nivel de iluminación. Las tomas normalizadas adoptadas son el promedio de unas 15 tomas independientes para cada filtro y cada periodo de observación.

2.2.2 Magnitudes instrumentales

Las magnitudes instrumentales fueron extraídas de las imágenes netas $Z(x, y)$ utilizando los programas DAOPHOT y DAOGROW (Stetson 1987, 1990). Las imágenes correspondientes a cada filtro y periodo de observación se trataron de manera separada.

El comando `FIND` de `DAOPHOT` permitió detectar y ubicar de manera automática todas las estrellas presentes en cada campo. Hay que hacer notar que `FIND` consiste en un algoritmo muy eficaz de localización de máximos de intensidad en los perfiles estelares. El hecho de que el detector CCD sea lineal, unido al carácter localizador de máximos de `FIND`, asegura que las posiciones halladas para las estrellas carecerán de efectos sistemáticos dependientes del brillo, lo cual será de gran importancia para el posterior uso astrométrico de los datos CCD, como se comentará en el capítulo 5. El comando `FIND` necesita una estimación de la anchura a media altura (FWHM^g) de las imágenes estelares, y acepta como estrellas aquellos objetos cuya forma geométrica, descrita por los parámetros *sharp* y *round*, sea concordante con los márgenes estipulados por el usuario. El usuario establece también un umbral mínimo de intensidad por debajo del cual todas las detecciones son consideradas ruido.

Una vez localizadas las estrellas presentes en el campo, existen dos métodos generales distintos para la obtención de magnitudes instrumentales a partir de imágenes digitales bidimensionales: la síntesis de abertura y el ajuste de perfil (véase Da Costa 1992 para una síntesis sencilla de ambos métodos). La técnica de síntesis de abertura se basa en la integración de la intensidad estelar total captada dentro de un cierto radio alrededor del centro de la estrella. A la cantidad obtenida se sustrae la contribución del nivel de fondo de cielo evaluado a partir de los píxeles cercanos a la estrella. Las técnicas de ajuste de perfil se basan en el ajuste de una función bidimensional (PSF^h) a las estrellas del campo, para luego proceder a la integración del brillo estelar no en los píxeles reales de la imagen, sino en la función ajustada.

El método de ajuste de perfil es menos sensible a los defectos de la imagen (rayos cósmicos, por ejemplo) y es el único utilizable en campos congestionados, donde la luz de cualquier estrella está contaminada por sus vecinas. Tiene el inconveniente de depender de la bondad del modelo de PSF adoptado, y de tener un punto cero arbitrario diferente en cada imagen. El punto cero debe ser escalado aplicando fotometría de síntesis de abertura a las estrellas más brillantes y más aisladas del campo, de modo que la fotometría de ajuste de perfil ve limitada su precisión por la de este punto cero.

Como nuestros campos no están congestionados, decidimos utilizar el método de síntesis de abertura mediante el comando `PHOT` de `DAOPHOT`. `PHOT` usa las

^g *full-width at half maximum*

^h *point spread function*

posiciones estelares determinadas por FIND y proporciona magnitudes instrumentales para doce aberturas sintéticas de radios distintos elegidos por el usuario. Para la aplicación posterior de correcciones de abertura, es conveniente que los radios sucesivos supongan incrementos iguales del área abarcada por la abertura. Las magnitudes instrumentales se computan como $m = 25 - 2.5 \log_{10} \sum_{xy} [Z(x, y) - f_c]$, donde f_c es la intensidad de fondo de cielo evaluada a partir de un anillo de dimensiones elegidas, también, por el usuario.

Si el *seeing*, el seguimiento o el enfoque varían significativamente de una toma a otra, la fracción de flujo no medido utilizando una abertura dada puede variar de un campo CCD a otro. En teoría, este efecto puede evitarse para estrellas aisladas integrando el flujo en una abertura sintética muy grande, de manera que toda la luz de la estrella esté contenida en la zona evaluada. Sin embargo, las aberturas grandes proporcionan relaciones señal-ruido muy degradadas, puesto que sus contribuciones proceden casi exclusivamente del fondo de cielo y del ruido de lectura (Howell 1989, entre otros). Debe elegirse en cada caso una abertura que proporcione la máxima relación señal-ruido, y luego extrapolar el flujo estelar medido hasta abertura infinita aplicando las llamadas *correcciones de abertura* (Da Costa 1992).

Procedimos a la aplicación de tales correcciones a través del análisis de curvas de crecimiento con el programa DAOGROW. A partir de las magnitudes instrumentales dadas por PHOT, DAOGROW calcula una familia uniparamétrica de curvas de crecimiento para todas las tomas de un mismo filtro obtenidas en el mismo periodo de observación, utilizando la FWHM de las imágenes estelares como parámetro. Un método mixto analítico-empírico atribuye mayor peso a las curvas de crecimiento empíricas en las aberturas más pequeñas, para las que la relación señal-ruido es mayor, en tanto que recurre a un modelo teórico (King 1971) para representar las aberturas mayores. Este proceso minimiza la influencia de posibles defectos de la imagen, la contaminación por estrellas cercanas y una determinación errónea del nivel de fondo de cielo.

Debido al gran número de tomas que había que tratar, en muchos casos con FWHM de las imágenes estelares variando a lo largo del periodo de observaciones y de un filtro a otro, decidimos aplicar un método iterativo para la obtención de las magnitudes instrumentales. En el primer paso se introduce para el comando FIND un valor promedio aproximado de la FWHM para cada periodo de observación, igual para todas las imágenes y filtros. PHOT y DAOGROW se ejecutan para obtener fo-

tometría instrumental y otros parámetros de cada estrella, entre ellos una estimación de FWHM de las imágenes estelares *para cada toma individual*. En un segundo paso, la detección de estrellas se optimiza mediante la introducción en FIND de la FWHM correcta para cada toma. PHOT y DAOGROW vuelven a utilizarse para obtener así valores mejorados de los parámetros. La iteración se repite hasta que no se detectan estrellas adicionales, y las FWHM medidas para las imágenes resultan iguales, lo que en nuestro caso se logró en solo dos iteraciones.

2.2.3 Correspondencia de campos

El mismo campo se observó en varios filtros y, además, normalmente se obtuvieron de cada uno exposiciones cortas y largas. La mayoría de campos, por otro lado, se superponen con los contiguos, por lo que cuentan con estrellas en común. Es necesario, pues, efectuar una identificación cruzada eficaz y automática entre las múltiples tomas que contienen un área común del cielo. Empleamos los programas DAOMATCH y DAOMASTER para este propósito (Stetson 1993). Basándose en la identificación de triángulos semejantes con vértices en las estrellas, DAOMATCH calcula ecuaciones preliminares de transformación entre campos que, introducidas en DAOMASTER, son refinadas y conducen a listas de identificaciones cruzadas. En los casos de superposición ligera de campos (tomas correspondientes no al mismo campo, sino a campos contiguos), se recurrió a la identificación manual de las estrellas comunes.

En cada noche de observación retuvimos solamente las estrellas que aparecían al menos en tomas obtenidas con tres filtros distintos, para asegurar el cómputo de dos índices de color independientes. Debido a la eficacia cuántica de los detectores CCD, esta limitación es equivalente en la mayoría de los casos a exigir la presencia de cada estrella en los filtros V , R e I .

2.2.4 Transformación al sistema estándar

Los coeficientes de las ecuaciones de transformación al sistema estándar Johnson-Cousins se determinaron por ajuste de mínimos cuadrados, utilizando las magnitudes instrumentales y las magnitudes y colores estándar de las estrellas estándar (Landolt 1983, 1992). Las estrellas estándar con residuos mayores que 2σ fueron eliminadas. La reducción se llevó a cabo para cada noche por separado y en dos pasos.

En el primer paso se determinan los coeficientes de extinción de cada filtro para el cálculo de las magnitudes instrumentales fuera de la atmósfera terrestre. Las ecuaciones utilizadas incluyen dependencia con la masa de aire y con un índice de color. Por ejemplo, tenemos:

$$r - R = \text{punto cero} + k_{R,VR}X_R + k'_{R,VR}X_R(V - R) \quad (2.2.2)$$

donde V y R representan las magnitudes estándar, r la magnitud instrumental, X_R la masa de aire de la observación en el filtro R , y $k_{R,VR}, k'_{R,VR}$ son los coeficientes de extinción. Se utilizaron ecuaciones análogas para las otras bandas.

Debido a los largos tiempos de integración, el valor de la masa de aire adecuado para cada exposición se obtuvo integrando la masa de aire instantánea a lo largo de la toma. Siguiendo a Stetson (1989), aproximamos la integral mediante la regla de Simpson con tres puntos.

Tras determinar los coeficientes de extinción según lo descrito, se procedió al segundo paso de la reducción, la transformación del sistema instrumental al sistema estándar, según ecuaciones basadas en Rosselló *et al.* (1985, 1988):

$$\begin{aligned}
 v - V &= a_1 + k_{V,BV}X_V + a_2(B - V) + k'_{V,BV}X_V(B - V) + a_3(B - V)^2 \\
 b - v &= b_1 + k_{B,BV}X_B - k_{V,BV}X_V + b_2(B - V) + (k'_{B,BV}X_B - k'_{V,BV}X_V)(B - V) + b_3(B - V)^2 \\
 u - b &= c_1 + k_{U,UB}X_U - k_{B,UB}X_B + c_2(U - B) + (k'_{U,UB}X_U - k'_{B,UB}X_B)(U - B) + c_3(B - V) \\
 v - r &= d_1 + k_{V,VR}X_V - k_{R,VR}X_R + d_2(V - R) + (k'_{V,VR}X_V - k'_{R,VR}X_R)(V - R) + d_3(V - R)^2 \\
 v - i &= e_1 + k_{V,VI}X_V - k_{I,VI}X_I + e_2(V - I) + (k'_{V,VI}X_V - k'_{I,VI}X_I)(V - I) + e_3(V - I)^2 \\
 v - V &= f_1 + k_{V,VR}X_V + f_2(V - R) + k'_{V,VR}X_V(V - R) + f_3(V - R)^2
 \end{aligned} \quad (2.2.3)$$

Tabla 2.3: Número de estrellas estándar (N) tras la eliminación de aquellas que presentaron residuos superiores a 2σ , y sus residuos cuadráticos medios (σ)

Noche	V_{B-V}		$B-V$		$U-B$		$V-R$		$V-I$		V_{V-R}	
	N	σ	N	σ	N	σ	N	σ	N	σ	N	σ
1991-11-07	20	0.026	20	0.018	17	0.018	20	0.015	20	0.020	20	0.026
1991-11-09	21	0.014	20	0.010	19	0.030	21	0.012	20	0.023	21	0.014
1993-12-10	18	0.021	-	—	-	—	17	0.017	17	0.020	18	0.021
1993-12-11	24	0.011	24	0.022	23	0.024	-	—	-	—	-	—
1993-12-12	23	0.049	21	0.030	19	0.030	18	0.021	17	0.019	16	0.050
1993-12-15	17	0.019	17	0.016	16	0.042	15	0.013	16	0.029	17	0.019
1993-12-16	23	0.039	22	0.038	21	0.043	19	0.035	18	0.050	22	0.034
1993-12-17	23	0.037	22	0.048	23	0.035	21	0.036	19	0.027	24	0.041
1993-12-18	19	0.009	20	0.018	18	0.050	20	0.012	18	0.017	19	0.009
1993-12-19	25	0.018	23	0.028	23	0.041	23	0.016	23	0.028	23	0.025
1994-12-08	25	0.013	24	0.024	22	0.041	25	0.013	25	0.022	23	0.011
1994-12-09	19	0.028	19	0.028	17	0.035	20	0.021	19	0.021	19	0.028
1994-12-10	10	0.030	10	0.040	9	0.045	11	0.016	10	0.025	11	0.040
1994-12-11	18	0.021	20	0.012	17	0.054	20	0.015	19	0.023	19	0.022
1994-12-12	35	0.017	32	0.013	32	0.037	32	0.011	30	0.021	32	0.019

donde $a_i, b_i, c_i, d_i, e_i, f_i$ ($i=1, \dots, 3$) son los coeficientes de la transformación que se pretende determinar.

La sexta ecuación se incluye para obtener la magnitud V para estrellas no detectadas con el filtro B . La tabla 2.3 muestra los residuos cuadráticos medios de las estrellas estándar empleadas para el cálculo de los coeficientes de transformación cada noche.

La aplicación de las ecuaciones 2.2.3 a las estrellas detectadas en la zona del cúmulo permite determinar su fotometría estándar *UBVRI*. Para las estrellas detectadas en las bandas B, V y R , están disponibles dos determinaciones de V , las cuales se promedian tras comprobar su concordancia.

2.2.5 Errores

Los errores internos de las magnitudes y colores estándar derivados se evaluaron teniendo en cuenta dos contribuciones diferentes: los errores de las magnitudes instrumentales y los debidos a las ecuaciones de transformación (ecuaciones 2.2.3). Los errores en las magnitudes instrumentales son proporcionados por PHOT y DAOGROW considerando el error poissoniano de las medidas y la bondad del ajuste de la curva de crecimiento. Los residuos cuadráticos medios de las estrellas estándar (tabla 2.3)

constituyen la contribución de las ecuaciones de transformación a los errores de cada medida.

Ambas contribuciones se combinan para el cálculo de errores de las medidas, de manera que el error en el color $B-V$ resulta:

$$\Delta(B-V) = \sqrt{\frac{\Delta b^2 + \Delta v^2}{(b_2 + k'_{B,BV} X_B - k'_{V,BV} X_V)^2 - 4b_3[b_1 + k_{B,BV} X_B - k_{V,BV} X_V - (b-v)]} + \sigma_{BV}^2} \quad (2.2.4)$$

donde σ_{BV} es el residuo cuadrático medio de las estrellas estándar en el color $B-V$, y Δb y Δv son los errores de las magnitudes instrumentales b y v , respectivamente. Ecuaciones análogas resultan para los errores en $\Delta(V-R)$ y $\Delta(V-I)$.

El error en $U-B$ viene dado por:

$$\Delta(U-B) = \sqrt{\frac{\Delta u^2 + \Delta b^2 + c_3^2 \Delta(B-V)^2}{(c_2 + k'_{U,UB} X_U - k'_{B,UB} X_B)^2} + \sigma_{UB}^2} \quad (2.2.5)$$

mientras que la magnitud V calculada a partir del color $B-V$ tiene un error:

$$\Delta V = \sqrt{\Delta v^2 + [a_2 + k'_{V,BV} X_V + 2a_3(B-V)]^2 \Delta(B-V)^2 + \sigma_V^2} \quad (2.2.6)$$

con una expresión análoga para el error de V calculada a partir del color $V-R$.

2.3 El catálogo de fotometría CCD

El proceso descrito condujo a la obtención de fotometría CCD $UBVRI$ para 3224 estrellas hasta magnitud visual 20 en una área total que abarca alrededor de $48'$ en ascensión recta y $32'$ en declinación. Las magnitudes, colores y errores se obtuvieron promediando las diferentes medidas disponibles para cada estrella (exposiciones largas y cortas, áreas de superposición entre tomas), usando los errores internos como peso (Jordi *et al.* 1995, Rosselló *et al.* 1985). No se percibió diferencia sistemática alguna entre los datos recogidos en periodos de observación distintos.

Tabla 2.4: Número de estrellas observadas (N) y errores internos medios (σ) en función de la magnitud visual aparente

intervalo en V	V		$B - V$		$U - B$		$V - R$		$V - I$	
	N	σ	N	σ	N	σ	N	σ	N	σ
<9	8	.028	8	.037	8	.044	6	.037	6	.044
9-10	12	.022	12	.032	12	.040	12	.030	12	.037
10-11	18	.017	18	.030	18	.039	18	.024	18	.033
11-12	62	.019	62	.026	62	.042	61	.023	61	.031
12-13	89	.020	89	.028	89	.046	89	.024	87	.031
13-14	137	.022	137	.029	135	.049	136	.025	136	.032
14-15	241	.023	240	.035	232	.057	241	.028	241	.034
15-16	378	.025	372	.041	335	.078	375	.030	376	.035
16-17	576	.030	531	.057	315	.115	571	.036	570	.041
17-18	796	.043	551	.079	123	.132	787	.053	784	.055
18-19	697	.063	255	.100	2	.179	689	.079	677	.079
19-20	202	.084	12	.147			202	.106	199	.104
20-21	8	.139					8	.157	8	.151
TOTAL:	3224		2287		1331		3195		3175	

2.3.1 Errores internos

La tabla 2.4 y la figura 2.3 muestran los errores de la fotometría en función de la magnitud visual aparente.

El error de las magnitudes y colores para las estrellas brillantes ($V \lesssim 16$ mag) es debido básicamente a la contribución de las ecuaciones de transformación (sus errores instrumentales son menores que, o parecidos a los de las estrellas estándar). En contraste, los errores de las magnitudes instrumentales dominan los errores finales de las estrellas débiles. El carácter no univaluado de la relación entre magnitud y errores que se aprecia en la figura 2.3 (manifiesto sobre todo para estrellas brillantes) es debido a la diferente calidad fotométrica de las distintas noches de observación.

2.3.2 Errores externos

Estimamos los errores externos de la magnitud visual V mediante la comparación con los valores publicados por SČM. Hay 43 estrellas en común con el estudio de estos autores, y solamente una, la estrella número 1577, SČM 50, presenta una diferencia elevada (dos magnitudes). La inspección visual de las placas del Palomar Observatory Sky Survey (POSS) y la comprobación de las medidas CCD individuales

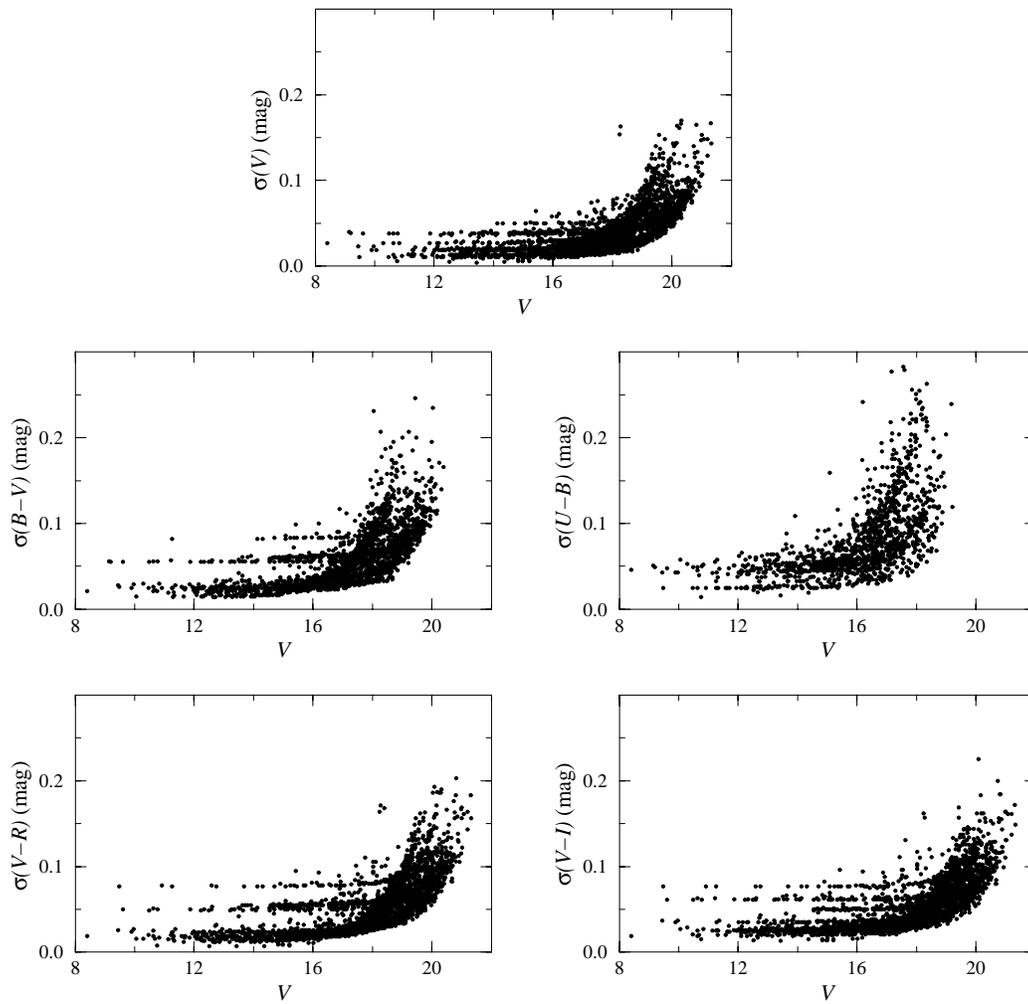


Figura 2.3: Errores internos en función de la magnitud visual aparente

originales de esta estrella llevan a la conclusión de que su brillo no es tan elevado como indicaron SČM, $V=9.62$ mag, y que nuestra medida de $V=11.63$ mag es, con mayor probabilidad, correcta. Las 42 estrellas restantes arrojan una diferencia promedio en V (SČM–*este estudio*) de 0.003 ± 0.047 mag, sin tendencias sistemáticas en función del color. No hay más fotometría Johnson-Cousins disponible para las estrellas del área observada, por lo que no es posible comparar nuestros índices de color con los de otros autores.

2.3.3 Coordenadas ecuatoriales

El conjunto completo de campos observados se transformó en un campo global con la escala del detector TEK#6, $0.502''/\text{píxel}$, usando las estrellas de las zonas de superposición entre campos contiguos como referencia.

La identificación de las estrellas del catálogo PPM (Röser y Bastian 1989) presentes en el campo global permitió calcular coordenadas ecuatoriales para todas las estrellas detectadas. Para ello se procedió a adoptar una de las estrellas PPM como origen y a ajustar las ecuaciones:

$$\begin{aligned}\Delta\alpha \cos \delta &= a_0 + a_1\Delta x + a_2\Delta y \\ \Delta\delta &= b_0 + b_1\Delta x + b_2\Delta y\end{aligned}$$

donde Δ representa la diferencia en el sentido *estrella* menos *origen*. Los coeficientes resultantes del ajuste muestran un buen alineamiento de la coordenada $+x$ con $+\alpha$ y de $+y$ con $+\delta$, adoptando a_2 y b_1 valores casi nulos.

2.3.4 El catálogo

El catálogo resultante (disponible mediante solicitud al autor en la dirección electrónica dgaladi@pchpc5.am.ub.es) contiene la información fotométrica y posicional para las 3224 estrellas. La tabla 2.5 muestra a modo de ejemplo las primeras entradas del catálogo. Los centros de las estrellas se dan en coordenadas del campo global (x, y) y en coordenadas ecuatoriales (α, δ) para la época 1994.5, equinoccio J2000.0 y sistema de referencia FK5. A cada estrella se asignó un número de identificación en orden de ascensión recta creciente. La figura 2.4 presenta las posiciones y brillos

de las estrellas observadas. La versión electrónica de la tabla 2.5 contiene también, en notas, las identificaciones cruzadas con los catálogos siguientes: SČM, Cuffey (1937), PPM (Röser y Bastian 1989), Bonner Durchmusterung, Henry Draper y Tycho (ESA 1997). No hay estrellas en común entre la tabla 2.5 y el catálogo Hipparcos (ESA 1997).

Siguiendo a Galadí-Enríquez (1994), mediante pruebas de inyección y recuperación de estrellas artificiales estimamos que la muestra fotométrica es completa en V , R e I hasta $V \approx 18.5$ mag. Sin embargo, debido a la menor respuesta de los detectores CCD para longitudes de onda cortas, la completitud en los cuatro índices de color se mantiene solamente hasta $V \approx 15.5$ mag. El número de estrellas con magnitud visual y cuatro índices de color es 1313 (41% de la muestra).

2.4 Análisis de la fotometría

Las figuras 2.5 y 2.6 muestran los datos fotométricos resultantes. En estos diagramas se emplean diferentes símbolos para representar las estrellas asignadas a NGC 1750 (círculos), NGC 1758 (cuadrados) y campo (cruces) siguiendo un criterio estrictamente espacial, consistente en adoptar las posiciones y tamaños de los cúmulos dados por SČM, que coinciden con las concentraciones estelares que se perciben en la observación visual directa de la zona (figura 2.4). Así, hemos adoptado un círculo de $28'$ de diámetro centrado en $\alpha = 5^{\text{h}}4.0^{\text{m}}$, $\delta = +23^{\circ}41'$ para NGC 1750, y otro de $8'$ de diámetro centrado en $\alpha = 5^{\text{h}}4.7^{\text{m}}$, $\delta = +23^{\circ}48'$ para NGC 1758. Estas posiciones están cerca de las estrellas 1878 (Cuffey 31) y 2859 (SČM 72, Cuffey 46) respectivamente. Todas las estrellas halladas dentro del círculo trazado para NGC 1758 se adoptan como pertenecientes a este cúmulo, mientras que para NGC 1750 se toman las estrellas contenidas en el círculo mayor, siempre y cuando no estén dentro del área de NGC 1758. El resto de estrellas se toman como representación del campo.

Es obvio que esta tosca separación introduce una contaminación no desdeñable de estrellas de campo en los dos cúmulos, a la vez que asigna a NGC 1758 un cierto número de astros que en realidad pertenecen a NGC 1750. Por otro lado, pudiera ocurrir que las áreas asignadas a los cúmulos no coincidieran exactamente con las reales. A pesar de todo, el diagrama color-magnitud observacional (figura 2.5) muestra una secuencia principal muy bien definida en la zona de cúmulos, especialmente

Tabla 2.5: Primeras entradas del catálogo de fotometría CCD. La tabla contiene número identificador (id.); coordenadas ecuatoriales (época 1994.5, equinoccio J2000, sistema de referencia FK5); fotometría CCD Johnson-Cousins (magnitudes y colores con sus errores), y coordenadas en el campo global (x, y) medidas en píxeles ($0.502'' \text{ píxel}^{-1}$). La tabla completa (3224 estrellas) es accesible mediante solicitud al autor en la dirección electrónica dgaladi@pchpc5.am.ub.es

id.	α ($^{\text{h}} \text{ m } ^{\text{s}}$)	δ ($^{\circ} \text{ ' } ''$)	V	$B-V$	$U-B$	$V-R$	$V-I$	x	y
01	5 1 50.61	+23 44 18.5	18.049 .035	1.018 .098		0.739 .040	1.383 .039	-3420.951	-311.072
02	5 1 50.74	+23 47 41.9	18.232 .154			0.407 .164	0.916 .162	-3415.457	94.133
03	5 1 51.03	+23 42 58.0	18.925 .060			0.528 .069	0.940 .069	-3410.164	-471.442
04	5 1 51.05	+23 47 33.1	15.004 .022	0.663 .027	0.174 .055	0.394 .020	0.858 .027	-3406.950	76.552
05	5 1 51.18	+23 45 54.5	19.617 .095			1.205 .106	2.327 .087	-3404.344	-119.799
06	5 1 51.43	+23 42 29.8	16.571 .027	0.815 .045	0.283 .101	0.573 .028	1.142 .035	-3399.549	-527.794
07	5 1 51.60	+23 44 01.8	16.865 .025	1.033 .048	0.900 .166	0.643 .028	1.314 .029	-3393.953	-344.536
08	5 1 51.67	+23 44 46.1	18.409 .045	0.747 .104		0.439 .051	0.954 .054	-3391.637	-256.201
09	5 1 52.05	+23 48 44.3	16.284 .023	0.800 .035	0.043 .076	0.489 .021	1.016 .028	-3378.680	218.421
10	5 1 52.19	+23 45 05.2	17.772 .032	0.799 .066		0.526 .035	1.085 .037	-3376.989	-218.229
11	5 1 52.26	+23 49 33.2	17.751 .035	1.264 .086		0.754 .036	1.452 .037	-3372.397	315.845
12	5 1 52.71	+23 44 54.9	18.300 .039	0.747 .101		0.530 .046	1.045 .045	-3362.962	-238.651
13	5 1 52.81	+23 43 19.4	20.077 .140			1.351 .157	2.320 .127	-3361.212	-429.101
14	5 1 52.83	+23 47 03.5	19.813 .109			0.463 .131	1.161 .117	-3358.179	17.424
15	5 1 52.92	+23 47 26.4	17.802 .030	0.891 .069	0.004 .190	0.499 .033	1.088 .035	-3355.732	63.115
16	5 1 52.94	+23 47 50.4	18.940 .057			0.507 .067	1.051 .065	-3354.936	110.996
17	5 1 53.11	+23 44 08.1	17.677 .032	0.733 .065	-.104 .154	0.496 .034	1.013 .036	-3352.247	-332.041
18	5 1 53.27	+23 42 51.9	19.047 .063			0.669 .072	1.347 .066	-3348.692	-483.802
19	5 1 53.51	+23 49 06.2	19.884 .116			1.230 .130	2.303 .106	-3338.572	261.835
20	5 1 53.53	+23 46 43.1	19.554 .089			1.059 .100	2.282 .082	-3339.374	-23.198
21	5 1 53.57	+23 47 24.3	18.426 .041	0.911 .110		0.515 .047	1.020 .047	-3337.886	58.892
22	5 1 54.37	+23 42 31.9	19.659 .106			0.574 .120	1.131 .113	-3318.841	-523.692
23	5 1 54.41	+23 44 22.8	18.774 .054			0.634 .061	0.690 .066	-3316.485	-302.816
24	5 1 54.86	+23 46 19.1	17.349 .029	1.390 .066		0.842 .028	1.563 .032	-3303.058	-71.208
25	5 1 54.99	+23 47 09.8	17.301 .027	0.603 .046	0.250 .113	0.309 .028	0.696 .034	-3298.992	29.973
26	5 1 55.03	+23 43 40.9	18.336 .042	1.026 .119		0.716 .047	1.402 .045	-3299.912	-386.287
27	5 1 55.09	+23 46 48.5	17.163 .025	1.153 .055	0.666 .197	0.652 .024	1.268 .030	-3296.463	-12.601
28	5 1 55.10	+23 44 29.4	19.397 .082			0.634 .095	1.300 .085	-3297.580	-289.718
29	5 1 55.21	+23 42 25.1	18.587 .049			0.709 .055	1.218 .053	-3295.859	-537.415
30	5 1 55.45	+23 46 18.1	19.891 .116			1.051 .130	1.880 .110	-3286.708	-73.121
31	5 1 55.49	+23 43 44.6	19.547 .089			0.925 .101	1.809 .085	-3287.116	-378.887
32	5 1 55.66	+23 47 44.5	19.461 .082			0.603 .096	1.345 .085	-3280.238	98.938
33	5 1 55.81	+23 42 51.5	15.836 .023	0.632 .037	0.141 .072	0.380 .026	0.790 .028	-3279.015	-484.830
34	5 1 55.97	+23 46 22.4	18.095 .035	0.935 .085	0.142 .255	0.526 .038	1.094 .041	-3272.573	-64.617
35	5 1 56.09	+23 50 16.2	14.819 .020	1.274 .027	0.939 .066	0.728 .015	1.447 .025	-3266.955	401.225
36	5 1 56.40	+23 49 18.7	19.013 .061	0.800 .166		0.567 .070	1.168 .067	-3258.918	286.592
37	5 1 56.42	+23 43 00.7	20.176 .164			0.780 .187	1.464 .162	-3262.029	-466.599
38	5 1 56.43	+23 46 00.1	18.175 .035	0.729 .082	0.145 .227	0.495 .041	0.984 .042	-3260.174	-109.011
39	5 1 56.79	+23 44 10.8	13.868 .023	1.329 .034	1.089 .066	0.753 .021	1.477 .027	-3251.208	-326.869
40	5 1 56.82	+23 44 27.5	18.156 .036	0.671 .081	0.232 .227	0.558 .041	1.162 .042	-3250.246	-293.579
41	5 1 56.89	+23 47 41.6	16.409 .021	1.069 .033	0.567 .099	0.638 .018	1.294 .026	-3246.577	93.142
42	5 1 56.89	+23 48 10.8	19.867 .105			1.253 .119	2.761 .095	-3246.107	151.303
43	5 1 57.01	+23 50 01.7	17.261 .025	0.933 .048	0.418 .150	0.561 .023	1.097 .030	-3241.705	372.334
44	5 1 57.08	+23 44 57.0	19.147 .067			0.482 .078	1.040 .074	-3242.884	-234.761
45	5 1 57.20	+23 43 57.4	17.763 .032	1.211 .087		0.963 .034	1.799 .034	-3240.170	-353.556

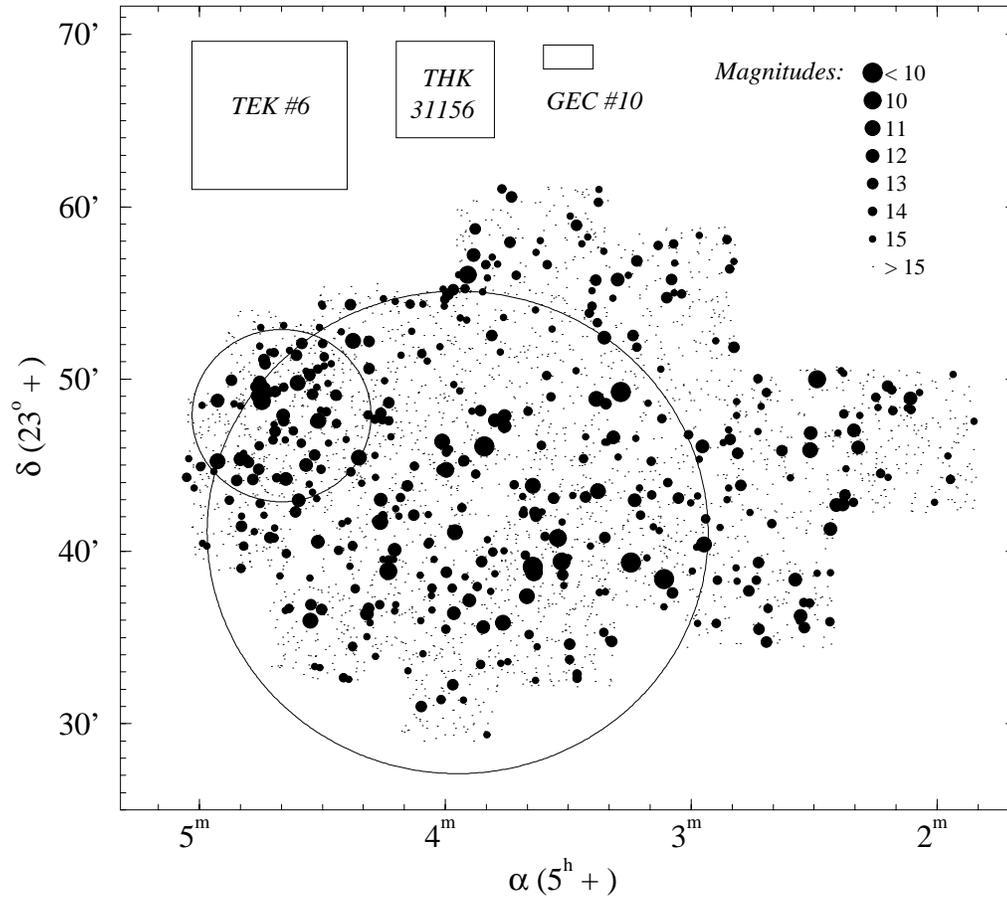


Figura 2.4: Mapa del área cubierta por la fotometría CCD. Los círculos representan las áreas aproximadas de NGC 1750 (círculo mayor) y NGC 1758 (círculo menor). Las posiciones y diámetros son los asignados por SČM: $28'$ centrados en $\alpha = 5^h 4.0^m$, $\delta = +23^\circ 41'$ para NGC 1750, y $8'$ centrados en $\alpha = 5^h 4.7^m$, $\delta = +23^\circ 48'$ para NGC 1758. Los recuadros de la parte superior representan los tamaños de los detectores utilizados en las observaciones (véase tabla 2.1)

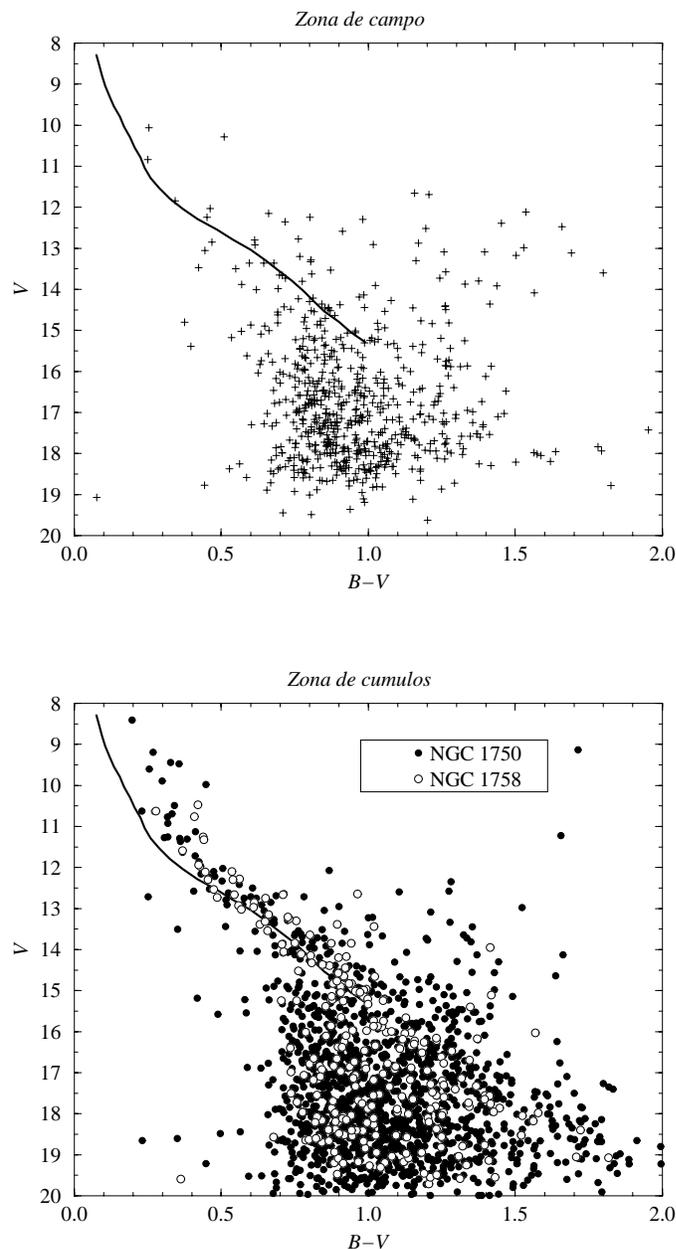


Figura 2.5: Diagrama color-magnitud observacional. El panel superior muestra los datos para las estrellas en la región de campo, en tanto que el inferior contiene el diagrama de la zona de cúmulos. Se emplean diferentes símbolos para las estrellas asignadas a NGC 1750 y NGC 1758. La línea continua representa la calibración de Mermilliod (1981) para la secuencia principal de edad cero (ZAMS), desplazada un exceso de color de $E(B-V)=0.34$ mag y un módulo de distancia $V_o - M_V = 9.2$ mag., aceptando $A_V/E(B-V)=3.2$

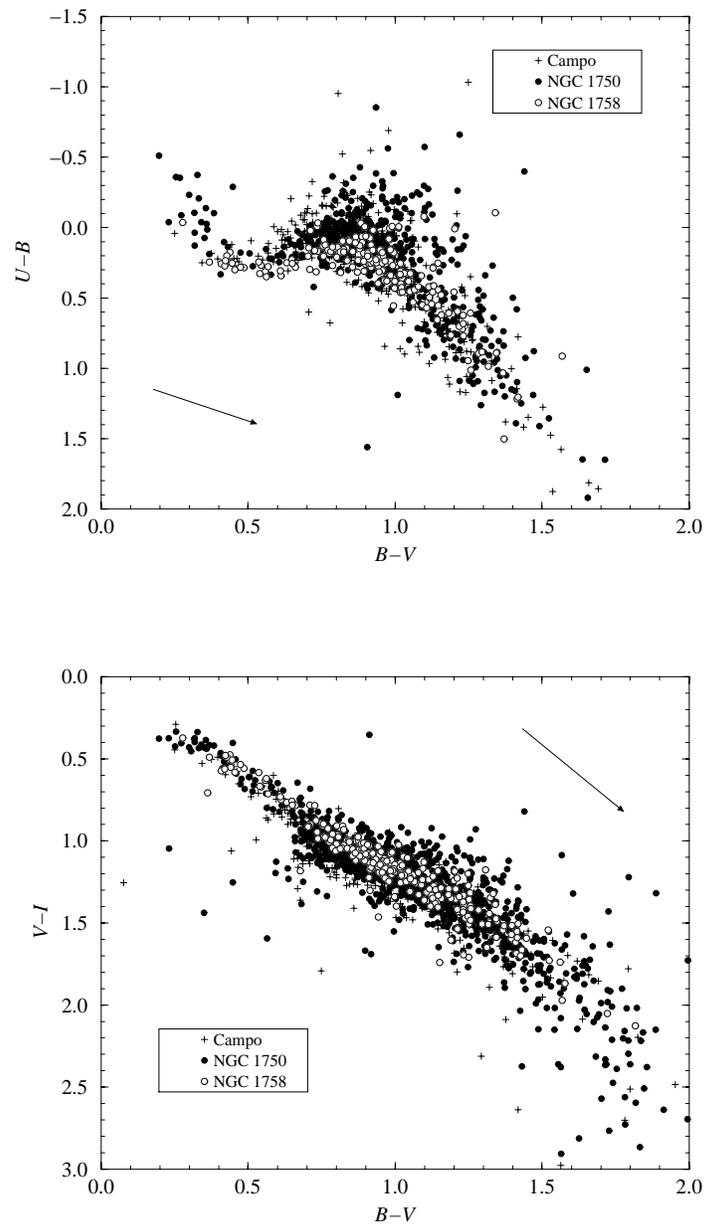


Figura 2.6: Diagramas color-color observacionales. Se representan mediante símbolos diferentes las estrellas asignadas al campo, a NGC 1750 y NGC 1758. Las flechas marcan la dirección del vector de enrojecimiento

contrastada en las partes del diagrama correspondientes a los astros más brillantes y azulados. Esta secuencia principal puede identificarse como perteneciente a los posibles cúmulos presentes en la zona. El diagrama de las estrellas de campo no muestra ninguna secuencia principal bien definida, tal y como era de esperar. No se aprecia en los diagramas ningún rasgo concreto que pudiera ser atribuido al cúmulo NGC 1746.

Aunque las estrellas de los cúmulos (NGC 1750 y NGC 1758) tracen una secuencia principal mucho más definida que las halladas en la zona de campo, es evidente que la posible presencia de más de un cúmulo no se deduce fácilmente de nuestra fotometría CCD. Los dos cúmulos, caso de existir, tienen combinaciones de distancias y excesos de color que conducen a secuencias principales muy superpuestas en los diagramas observacionales. La mayor diferencia evidente entre los posibles cúmulos es la que respecta al brillo del extremo superior de las secuencias principales: como era de esperar por simple inspección visual de la zona o de las placas POSS, la concentración estelar identificada como NGC 1758 carece de astros brillantes. Las estrellas más brillantes dentro del círculo de NGC 1758 son más débiles que $V=10.5$ mag, en tanto que NGC 1750 contiene estrellas que alcanzan $V=8.4$ mag. La diferencia de brillos máximos en las secuencias principales sugiere una edad mayor para el cúmulo NGC 1758, aunque cualquier afirmación cuantitativa al respecto sería muy dependiente de la asignación de estrellas individuales a un grupo u otro, lo cual no parece factible con fiabilidad suficiente a partir de criterios espaciales, como lo indica el hecho de que varias de las estrellas más brillantes asignadas de este modo a NGC 1758 fueron asignadas por otros autores (SČM) a NGC 1750.

Otras posibles diferencias entre las secuencias podrían estar siendo ocultadas por la notable superposición espacial de los dos sistemas estelares cuando se realiza una clasificación como la efectuada, basada exclusivamente en las posiciones de los astros. Las dos secuencias podrían destacar de manera separada si se dispusiera de un método de clasificación independiente de las posiciones, tal como los movimientos propios.

El método de desenrojecimiento en el plano $(B-V, U-B)$ diseñado por Galadí-Enríquez (1994) y Jordi *et al.* (1996) para la asociación Cepheus OB3 se basa en la adopción de una calibración estándar en el diagrama color-color, y su desplazamiento progresivo según líneas de enrojecimiento dependientes del tipo espectral. A medida que se desplaza la calibración se evalúa la distancia a la misma de cada una de las

estrellas. Cuando la calibración ha barrido el rango de excesos relevante, se ha generado para cada estrella una curva que describe la distancia a la calibración en función del enrojecimiento aplicado a la misma, $d[E(B - V)]$. Los mínimos de esas curvas se denominan *soluciones de enrojecimiento*. Estos mínimos pueden ser nulos ($d = 0$) o no ($d > 0$). Algunas estrellas presentan soluciones de enrojecimiento únicas, pero la mayoría de ellas (tipos espectrales posteriores a B tardío) muestra soluciones múltiples.

Las dificultades para la aplicación de este método en nuestro caso son notables. En Cepheus OB3, la dependencia de la absorción con la distancia hacía posible aplicar un criterio de clasificación doble, basado tanto en la distancia como en el exceso de color. Pero ahora, tal y como demostraron SČM, el material interestelar es casi transparente más allá de las nubes de Taurus, allí donde se hallan los dos cúmulos propuestos, por lo que ambos están sometidos a enrojecimientos idénticos. Como se aprecia en nuestro diagrama $(B-V, U-B)$ (figura 2.6), la inmensa mayoría de las estrellas observadas, incluyendo tanto los cúmulos como el campo, presentan enrojecimientos muy parecidos. Por tanto, el único criterio de clasificación individual de las estrellas sería el de distancia. La mayoría de las estrellas en la región fotométrica de interés, aquella en la que es necesario separar las poblaciones de ambos cúmulos, se hallan en la zona del diagrama $(B-V, U-B)$ en la que las soluciones de enrojecimiento son múltiples. En esta zona, que corresponde a los tipos espectrales A, F y G, la clasificación de las soluciones múltiples no es trivial y, además, es muy sensible a ligeros errores observacionales. Los valores de enrojecimiento hallados se introducen en una calibración de magnitudes absolutas para obtener las estimaciones (múltiples para cada estrella) del módulo de distancia, que habría de ser usado como criterio de clasificación único. Pero los factores comentados hacen que este criterio no sea tan eficaz en este caso. Las estrellas de tipo B, cuyas soluciones de enrojecimiento no son ambiguas, están presentes solamente en el área de NGC 1750, y para ellas se deduce un valor de la absorción totalmente compatible con el promedio deducido de los datos de SČM: $E(B-V)=0.34$ mag. Si se asume este valor del exceso de color, el ajuste de la calibración de Mermilliod (1981) para la secuencia principal de edad cero (ZAMS) a la región débil, no evolucionada de la secuencia conjunta (NGC 1750 y NGC 1758) arroja un valor del módulo de distancia de $V_o - M_v=9.2$ mag.

Capítulo 3

Material fotográfico

El tratamiento del material fotográfico disponible y los resultados obtenidos a partir del mismo se desarrollan en tres capítulos: el presente está dedicado a la descripción del material de trabajo y su medición, en tanto que los dos siguientes tratan las reducciones fotométrica y astrométrica.

Nuestro estudio fotográfico se basa en placas Schmidt y de astrógrafo de diversos orígenes y que cubren un intervalo temporal dilatado. A la distancia estimada de los cúmulos, unos 600 pc (SĈM), la velocidad tangencial esperada debida a la rotación galáctica en la dirección del anticentro es de unos 3 km s^{-1} , 1.1 mas yr^{-1} , mientras que el reflejo del movimiento peculiar del Sol puede alcanzar unos 6 mas yr^{-1} . Siendo, pues, de unos pocos milisegundos de arco por año el movimiento propio esperado de los cúmulos sobre las estrellas de fondo, es necesario alcanzar una precisión astrométrica considerable. De ahí la importancia de un material fotográfico de calidad, una base temporal lo más amplia posible y un tratamiento cuidadoso de los datos.

Nuestro material fotográfico no cuenta con las mejores escalas para los estudios astrométricos de movimientos propios, en los que suelen ser habituales escalas de $20'' \text{ mm}^{-1}$ o mejores, pero se trata del mejor material disponible y se han realizado los mayores esfuerzos para extraer el máximo partido del mismo.

3.1 Descripción del material

El material fotográfico antiguo utilizado es el resultado de una búsqueda exhaustiva de placas que contuvieran la región de interés. La época moderna está representada por un conjunto de placas Schmidt expuestas y reveladas expresamente para este trabajo. El total de placas fotográficas empleadas es de 29, a las que se añade la pseudo-placa construida a partir de las observaciones CCD del capítulo 2. La tabla 3.1 relaciona el material utilizado y sintetiza sus datos más relevantes. En los párrafos siguientes se proporciona información adicional sobre cada grupo de placas. La máxima diferencia de época entre ellas es de 103 años, si bien las placas antiguas no sobrepasan la magnitud límite $B \approx 14$. Entre placas verdaderamente profundas, $V \lesssim 20 - 21$, la diferencia temporal máxima es de 39 años, marcada por el intervalo transcurrido entre las placas obtenidas para este estudio y las placas del Palomar Observatory Sky Survey.

3.1.1 Placas modernas: CAHA y OCA

Se obtuvo expresamente para este estudio un conjunto de seis placas Schmidt, todas ellas expuestas dentro de un intervalo temporal de un año en torno a la época 1994. Tres de ellas proceden del Centro Astronómico Hispano-alemán (CAHA, Gergal, España), y las otras tres del Observatoire de la Côte d'Azur (OCA, CERGA, Francia). La tabla 3.2 resume algunos datos acerca de estas placas. Todas ellas se obtuvieron bien centradas en la zona de los cúmulos. La región digitalizada en las placas modernas fue un rectángulo con centro en la estrella PPM 94015, con dimensiones de $12 \text{ cm} \times 16 \text{ cm}$ ($2.9^\circ \times 3.8^\circ$, $\alpha \times \delta$) en las placas CAHA, y $13 \text{ cm} \times 13 \text{ cm}$ ($2.4^\circ \times 2.4^\circ$) en las placas OCA. Las combinaciones de emulsión y filtro permiten una buena reproducción de las bandas B , V y R de Johnson.

Las placas CAHA fueron amablemente expuestas y reveladas por J. Zamorano y Ó. Alonso (A 550), y por K. Birkle (A 573 and A 575). Están almacenadas en el Departament d'Astronomia i Meteorologia de la Universitat de Barcelona.

Las placas OCA fueron obtenidas en la cámara Schmidt de CERGA a petición de J. Guibert. Están almacenadas en la clichoteca del Centre d'Analyse des Images (Observatoire de Paris). La placa de Côte d'Azur OCA 3305 resultó ser la más profunda y de mayor calidad entre todo el conjunto de placas disponibles, tanto

Tabla 3.1: Material fotográfico. El número total de placas (incluida la pseudo-placa CCD) es de 30, con una diferencia máxima de épocas de 103 años. La diferencia temporal entre placas profundas es de 39 años. La escala se da en $''\text{mm}^{-1}$

placa	instrumento	época	escala	banda	mag. lím.	uso	notas
A 550	CAHA Schmidt	1993.88	85.90	<i>B</i>	$B \approx 20$	<i>astr y fot</i>	a
A 573	CAHA Schmidt	1994.99	85.90	<i>R</i>	$R \approx 18$	<i>astr</i>	a
A 575	CAHA Schmidt	1994.99	85.90	<i>V</i>	$V \approx 19$	<i>fot</i>	a
OCA 3305	OCA Schmidt	1994.92	65.25	<i>R</i>	$R \approx 19$	<i>astr y fot</i>	a,b
OCA 3308	OCA Schmidt	1994.92	65.25	<i>V</i>	$V \approx 18$	<i>astr</i>	a
OCA 3314	OCA Schmidt	1994.94	65.25	<i>R</i>	$R \approx 19$	<i>fot</i>	a,c
POSS 1461-O	M. Palomar Schmidt	1955.82	67.13	$O \sim B$	$B \approx 20$	<i>astr</i>	a,d
POSS 1461-E	M. Palomar Schmidt	1955.82	67.13	$E \sim R$	$R \approx 19$	<i>astr</i>	a,d
T 109	Tautenburg Schmidt	1961.13	51.40	<i>sin filtro</i>	$B \approx 19$	<i>astr</i>	a
T 111	Tautenburg Schmidt	1961.13	51.40	<i>sin filtro</i>	$B \approx 18$	<i>astr</i>	a
T 6573	Tautenburg Schmidt	1987.98	51.40	<i>sin filtro</i>	$B \approx 18$	<i>astr</i>	a
T 6574	Tautenburg Schmidt	1987.98	51.40	<i>sin filtro</i>	$B \approx 18$	<i>astr</i>	a
B 1118	Astrógrafo Bruce	1904.94	103.10	<i>sin filtro</i>	$B \approx 17$	<i>astr</i>	a
B 4191	Astrógrafo Bruce	1919.01	103.10	<i>sin filtro</i>	$B \approx 16$	<i>astr</i>	a
AC 2238	París, Astrógrafo AC	1895.09	60.00	<i>sin filtro</i>	$B \approx 14$	<i>astr</i>	
AC 2239	París, Astrógrafo AC	1893.03	60.00	<i>sin filtro</i>	$B \approx 14$	<i>astr</i>	
AC 2338	París, Astrógrafo AC	1892.98	60.00	<i>sin filtro</i>	$B \approx 14$	<i>astr</i>	
AC 2438	París, Astrógrafo AC	1891.96	60.00	<i>sin filtro</i>	$B \approx 14$	<i>astr</i>	
AC 2439	París, Astrógrafo AC	1894.06	60.00	<i>sin filtro</i>	$B \approx 14$	<i>astr</i>	
S 470	Astrógrafo Zö-Sè	1918.05	29.89	<i>sin filtro</i>	$B \approx 15$	<i>astr</i>	
S 471	Astrógrafo Zö-Sè	1918.08	29.89	<i>sin filtro</i>	$B \approx 15$	<i>astr</i>	
S 526	Astrógrafo Zö-Sè	1930.06	29.89	<i>sin filtro</i>	$B \approx 15$	<i>astr</i>	
S 527	Astrógrafo Zö-Sè	1930.08	29.89	<i>sin filtro</i>	$B \approx 15$	<i>astr</i>	
S 60001	Astrógrafo Zö-Sè	1960.07	29.89	<i>sin filtro</i>	$B \approx 14$	<i>astr</i>	
S 60002	Astrógrafo Zö-Sè	1960.07	29.89	<i>sin filtro</i>	$B \approx 14$	<i>astr</i>	
S 83001	Astrógrafo Zö-Sè	1983.05	29.89	<i>sin filtro</i>	$B \approx 15$	<i>astr</i>	
S 83002	Astrógrafo Zö-Sè	1983.05	29.89	<i>sin filtro</i>	$B \approx 15$	<i>astr</i>	
S 86006	Astrógrafo Zö-Sè	1986.04	29.89	<i>sin filtro</i>	$B \approx 15$	<i>astr</i>	
S 86007	Astrógrafo Zö-Sè	1986.13	29.89	<i>sin filtro</i>	$B \approx 15$	<i>astr</i>	
pseudo-placa CCD	CAHA+OAN CCD	1994.50	21.82	<i>UBVRI</i>	$V \approx 20$	<i>astr</i>	e

Notas:

^a Medida con MAMA en el Centre d'Analyse des Images, Observatoire de París (apartado 3.2)

^b Seleccionada como placa patrón

^c Soporte plástico, no utilizable para astrometría (ver detalles en apartado 5.3)

^d Copia en vidrio de la placa POSS original

^e Seudo-placa CCD (ver detalles en apartados 3.1.7 y 5.4.2)

Tabla 3.2: Placas modernas: Centro Astronómico Hispano-Alemán (A) y Observatoire de la Côte d'Azur (OCA)

placa	centro ($\alpha_{2000}, \delta_{2000}$)	emulsión / filtro
A 550	$5^{\text{h}}4^{\text{m}}34^{\text{s}}0 + 23^{\circ}38'58''$	IIIaJ/GG 385
A 573	$5^{\text{h}}4^{\text{m}}52^{\text{s}}2 + 23^{\circ}39'24''$	IIIaF/RG 630
A 575	$5^{\text{h}}4^{\text{m}}52^{\text{s}}2 + 23^{\circ}39'24''$	IIIaF/GG 475+BG 18
OCA 3305	$5^{\text{h}}1^{\text{m}}30^{\text{s}}0 + 23^{\circ}30'00''$	IIIaF/RG 610
OCA 3308	$5^{\text{h}}4^{\text{m}}00^{\text{s}}0 + 23^{\circ}30'00''$	IIaD/GG 495
OCA 3314 ^a	$5^{\text{h}}1^{\text{m}}30^{\text{s}}0 + 23^{\circ}25'00''$	TP 4415/RG 610

^a Soporte plástico

desde el punto de vista astrométrico como fotométrico, por lo cual fue elegida como placa patrón para el proceso de cálculo de movimientos propios que se describe en el capítulo 5. La placa OCA 3314 es de soporte plástico. En el apartado 5.3 discutimos los límites de sus prestaciones astrométricas comparada con las placas de vidrio clásicas.

3.1.2 Copias del Palomar Observatory Sky Survey

El área estudiada está contenida en el campo POSS I número 1461. Las placas POSS I en las bandas *O* (azul) y *E* (rojo) fueron expuestas en 1955 y son muy profundas ($B \leq 20$ y $R \leq 19$). Se ha comprobado (Hunstead 1973) que las copias del POSS I de buena calidad en vidrio proporcionan precisiones astrométricas comparables a las de las placas originales. Nuestras copias de las placas POSS 1461 *O* y *E* son muy limpias, sin que se aprecien manchas ni arañazos. La emulsión y el revelado parecen uniformes y la calibración de la densidad de las imágenes estelares (apartado 4.1) muestra que el rango dinámico y la magnitud límite originales se han preservado correctamente.

Ambas placas POSS están centradas en la posición $\alpha_{2000} = 4^{\text{h}}54^{\text{m}}49^{\text{s}}, \delta_{2000} = 24^{\circ}14'9''$. El área digitalizada consiste en un rectángulo de 10 cm \times 13 cm ($1.9^{\circ} \times 2.4^{\circ}, \alpha \times \delta$) en torno a la estrella PPM 94015.

Las combinaciones de emulsión y filtro de las placas POSS las hace similares a

las bandas B y R de Johnson.

3.1.3 Placas Tautenburg

Gracias a la proximidad del cúmulo a la eclíptica, existe una cierta cantidad de placas de la zona objeto de estudio en este trabajo, obtenidas con el propósito de medir posiciones de planetas menores. Hemos podido localizar y medir algunas de estas placas de los observatorios de Tautenburg y Heidelberg (apartado 3.1.4).

Los archivos de placas del Observatorio Astrofísico de Postdam (Alemania) fueron puestos a nuestra disposición para este estudio por E. Schilbach. Fueron seleccionadas cuatro placas obtenidas con la gran cámara Schmidt de Tautenburg: dos del año 1961 (T 109 and T 111), y otras dos de 1987 (T 6573 and T 6574). El par más antiguo está centrado en $\alpha_{2000} = 5^h 8^m 20.9^s$, $\delta_{2000} = +24^\circ 11' 50''$, mientras que el centro del otro par es $\alpha_{2000} = 5^h 8^m 0.6^s$, $\delta_{2000} = +24^\circ 15' 45''$. En todos los casos, el área digitalizada fue un rectángulo de 12 cm \times 15 cm ($1.7^\circ \times 2.1^\circ$, $\alpha \times \delta$) en torno a la estrella PPM 94048.

En varias placas Tautenburg pudo apreciarse una cierta elongación de las imágenes estelares, probablemente debida a errores de seguimiento.

3.1.4 Placas Heidelberg

Las placas del Observatorio de Heidelberg (Alemania) se obtuvieron con el astrógrafo Bruce. Fueron puestas a nuestra disposición para este estudio por cortesía de S. Röser. La escala de estas placas no es muy favorable, debido a la corta distancia focal del instrumento (2 m), pero la antigüedad del material hizo que las mantuviéramos en este estudio.

Los archivos de Heidelberg contienen un cierto número de placas centradas en el entorno de la eclíptica en Taurus. Fueron seleccionadas cuatro de ellas por contener la zona completa del cúmulo y por ser adecuada su calidad de imagen: B 1118 (época 1904), B 1386 (época 1905), B 3563 (época 1914) y B 4191 (época 1919). Desafortunadamente, surgieron serias dificultades durante la medida de algunas de estas placas. Tal vez debido a curvatura del vidrio, B 1386 y B 3563 causaron

problemas de enfoque en los dispositivos de medida de MAMA y no fue posible obtener datos útiles de ellas.

Las placas B 1118 y B 4191 se midieron con éxito. La primera de ellas es no sólo la más antigua, sino también la más profunda y de mayor calidad de imagen de entre las cuatro placas Bruce seleccionadas. B 1118 está centrada en $\alpha_{2000} = 5^h 8^m 59.9^s$, $\delta_{2000} = +24^\circ 58' 47''$. B 4191 está centrada en $\alpha_{2000} = 4^h 57^m 59.6^s$, $\delta_{2000} = +25^\circ 2' 34''$. En ambos casos se midió una zona cuadrada de $8.5 \text{ cm} \times 8.5 \text{ cm}$ ($2.4^\circ \times 2.4^\circ$) en torno a la estrella PPM 94013.

3.1.5 Placas del Catálogo Astrográfico

El Catálogo Astrográfico (AC) ha sido re-reducido y publicado en el United States Naval Observatory (Urban & Corbin 1996, Urban 1997). Para ello se han utilizado las medidas originales de las placas y se han determinado nuevas constantes de placa adoptando como referencia catálogos modernos. A pesar de tratarse de medidas manuales, los datos originales del AC han demostrado su utilidad y calidad. Recientemente, la combinación de posiciones AC con el catálogo Tycho (ESA 1997) ha permitido una mejora notable de los movimientos propios de este último (Urban *et al.* 1997).

S.E. Urban nos proporcionó los archivos con la información posicional y fotométrica original del AC para placas individuales cercanas al área de los cúmulos. Cinco placas AC de la zona de París eran especialmente adecuadas para nuestro trabajo. Una de ellas, AC 2338, está casi centrada en los cúmulos. Cada una de las otras cuatro, AC 2238, AC 2239, AC 2438 y AC 2439, tiene una de las esquinas ubicada en el centro de AC 2338, de manera que comparte con ésta un cuarto de su superficie, pero casi sin superposición con las demás. Cada placa cubre un campo de $160' \times 160'$. Estos datos son los más antiguos usados en nuestra determinación de movimientos propios, con épocas entre 1891 y 1895 (tabla 3.1). La precisión absoluta de las medidas originales del AC en la zona de París es de $\sigma_\alpha = 0.26''$, $\sigma_\delta = 0.20''$ según Eichhorn (1974), y de $\sigma_\alpha = 0.22''$, $\sigma_\delta = 0.21''$ según Urban (1997).

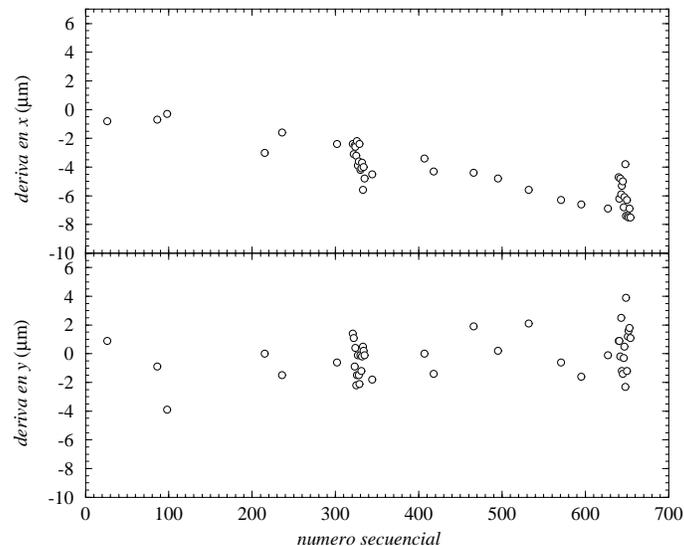


Figura 3.1: Deriva en la placa Shanghai S 470. El eje de abcisas indica el número secuencial de la medida, y el de ordenadas la diferencia de posición de cada estrella de deriva respecto de la primera de sus medidas

3.1.6 Placas Shanghai

En nuestro estudio se usó un total de diez placas del astrógrafo Zǒ-Sè (Shanghai, China). Estas placas tienen unas dimensiones de 24 cm \times 30 cm, que corresponden a $2.0^\circ \times 2.5^\circ$ con la escala del instrumento, $29.89''\text{mm}^{-1}$. Las diez placas están bien centradas en la región de los cúmulos y fueron obtenidas sin filtro. Las placas de época más antigua (1918 y 1930) fueron usadas por Li (1954) en su determinación de movimientos propios en el área de estudio.

Las diez placas de Shanghai fueron medidas con una máquina PDS en el Dominion Astrophysical Observatory (DAO, Canadá) por K.P. Tian y P.B. Stetson, y las medidas nos fueron amablemente proporcionadas por K.P. Tian y J.L. Zhao. Los archivos contenían, para cada estrella, el número secuencial de la medida, las coordenadas en la placa, los errores estimados de la posición y las densidades de las imágenes estelares en forma de magnitud instrumental. Los errores estimados en posición están normalmente alrededor o por debajo de $1 \mu\text{m}$ para estrellas bien medidas.

Un total de 15 estrellas fueron remedidas tres veces a lo largo del proceso de digitalización de cada placa, con la intención de monitorizar posibles derivas del instrumento. Estas *estrellas de deriva* estaban incluidas también entre las estrellas de programa, por lo que se dispone de un total de cuatro medidas para cada una de ellas en cada placa. Aunque los datos de salida de la máquina PDS del DAO no incluyen información temporal, el número secuencial de las medidas puede interpretarse como un indicador del tiempo. Para cada estrella de deriva, tomando una posición como referencia y representando el cambio de las coordenadas medidas en función del número secuencial, es posible detectar y estimar las derivas presentes. En algunos casos se hallaron derivas ligeras. Aunque en la mayoría de las placas estos efectos se hallaban por debajo de la precisión formal de las medidas, en algunas de ellas las tendencias eran tan evidentes que pareció adecuado aplicar una corrección lineal. La figura 3.1 muestra el ejemplo más claro (placa S 470), en la que se aprecia una deriva sistemática en ambas coordenadas, mucho más clara en el eje x que en el y .

3.1.7 Seudo-placa CCD

El conjunto completo de campos CCD del estudio fotométrico del capítulo 2 se ensambló para formar una seudo-placa CCD. Esta placa no debe confundirse con el “campo CCD global” descrito en el capítulo 2. Aquel campo global se construyó ensamblando campos contiguos empleando para ello las estrellas presentes en las zonas de superposición, que en general eran pequeñas. La precisión de este método fue suficiente para el cálculo de coordenadas ecuatoriales aproximadas para las estrellas del catálogo fotométrico CCD, a efectos de identificación. Sin embargo, las posibles distorsiones debidas al pequeño número de estrellas empleadas para ligar cada campo a sus vecinos pueden ser excesivas para hacer un uso astrométrico del “campo global” como si de una placa fotográfica más se tratase. Por ello, la seudo-placa CCD que tratamos ahora está construida de un modo más sofisticado, que involucra la comparación individual de cada campo CCD con las placas fotográficas, y que evita las imprecisiones intrínsecas de los empalmes realizados mediante superposiciones ligeras de campos contiguos. Debido al estrecho vínculo con el tratamiento de los efectos de magnitud en las posiciones estelares medidas en placas fotográficas, describimos la construcción y propiedades de la seudo-placa CCD en la sección 5.4.2.

3.2 Medida de las placas con MAMA

Las placas de CAHA, OCA, POSS, Heidelberg y Tautenburg se midieron durante una estancia de tres meses en 1994 en el Centre d'Analyse des Images, Observatoire de Paris. El aparato utilizado para la medida fue el microdensitómetro de alta precisión Machine Automatique à Mesurer pour l'Astronomie (MAMA), construido y operado por INSU/CNRS (Francia).

Este dispositivo presenta soberbias características ópticas y mecánicas (Guibert *et al.* 1990). Utiliza una fuente de iluminación de cuarzo-yodo, cuya luz transmitida por la placa es captada por un dispositivo *reticon* de 1024 píxeles, de $10\ \mu\text{m}$ cada uno. La placa se desplaza bajo la fuente de iluminación a lo largo del proceso de digitalización. En la digitalización de nuestras placas se empleó el mínimo tamaño de píxel ($10\ \mu\text{m}$). La repetibilidad de las medidas MAMA es de alrededor de $0.2\ \mu\text{m}$, y su precisión absoluta es de $0.6\ \mu\text{m}$ (Soubiran 1992a).

MAMA cuenta con dos modos distintos de operación (Berger *et al.* 1991): *pavé* y *zone*. En modo *pavé*, se proporciona una lista de objetos a la máquina, la cual digitaliza una región pequeña de la placa en el entorno de cada uno de ellos. En modo *zone*, la máquina digitaliza una región especificada extensa y continua de la placa. En nuestro caso, el modo *pavé* se utilizó para la medida de una lista de estrellas estándar para fotometría (apartado 4.1) dentro de la zona de los cúmulos, y también para registrar las estrellas del catálogo PPM (Röser y Bastian 1989) presentes en toda la placa con el propósito de efectuar una transformación preliminar a coordenadas ecuatoriales. Las áreas de cada placa especificadas en los apartados anteriores fueron digitalizadas en modo *zone* para proceder a la detección de todos los objetos presentes.

Tanto en modo *pavé* como en modo *zone*, las imágenes digitales resultantes fueron sometidas a un algoritmo multi-umbral de detección y reconstrucción de objetos. Este proceso consiste en intersectar la distribución de intensidad de la placa a diferentes umbrales de densidad y analizar la forma y brillo de las secciones resultantes de los objetos presentes. Las secciones halladas en intersecciones correspondientes a distintos umbrales de intensidad se comparan en cuanto a posición, forma e intensidad para agrupar las correspondientes a los mismos objetos. Los objetos débiles se detectan solamente en los umbrales de densidad más bajos, en tanto que las estrellas brillantes aparecen tanto en los umbrales inferiores como en los más ele-

vados. A veces, estrellas brillantes próximas entre sí aparecen unidas en secciones correspondientes a umbrales bajos, pero se separan en umbrales altos. El algoritmo multi-umbral de detección y reconstrucción, desarrollado en el Centre d'Analyse des Images para su aplicación automática a las medidas de placas, es muy eficaz al detectar y clasificar estos y otros efectos, e incorpora un proceso sofisticado de medida y sustracción automática del valor de fondo de cielo para cada objeto individual detectado.

Para nuestras placas se empleó un número máximo de nueve umbrales de densidad. El umbral más bajo se estableció a una densidad de tres veces la desviación estándar del fondo de cielo. Para cada umbral, el algoritmo produce una lista de objetos detectados con posición del fotocentro, área total del objeto, densidad de flujo integrada y varios parámetros morfológicos.

Para asegurar la calidad astrométrica de las posiciones medidas, las estrellas detectadas al límite de sensibilidad de las placas no fueron consideradas: los objetos detectados solamente en los umbrales inferiores (1 y/o 2) fueron eliminados. Además, como la posición del objeto en cada umbral se identifica con el fotocentro, el área debe ser lo bastante grande como para proporcionar una precisión adecuada, por lo que, siguiendo a Soubiran (1992a), ignoramos las entradas de área inferior a 10 píxeles.

Así, para cada objeto detectado en cada placa se dispone de un total de una a nueve medidas del flujo y un número igual de medidas posicionales, correspondientes al fotocentro del objeto en cada umbral. Las posiciones finales únicas en cada placa se fijaron como el promedio de las halladas en cada umbral, previa corrección de las ecuaciones de magnitud intra-placa, tal y como se describe en el apartado 5.4.1.

Capítulo 4

Fotometría fotográfica *BVR*

Las placas fotográficas analizadas se han empleado para la deducción de información tanto astrométrica como fotométrica. El presente capítulo está dedicado a la calibración fotométrica de las placas, con dos intenciones principales.

En primer lugar, se ha obtenido fotometría fotográfica profunda de las estrellas presentes en la zona en las bandas estándar *B*, *V* y *R* Johnson-Cousins, para lo cual se ha utilizado un conjunto de cuatro placas seleccionadas, obtenidas con combinaciones de filtro y emulsión adecuados, utilizando las estrellas del catálogo de fotometría CCD del capítulo 2 como estándares secundarios, incluyendo términos de color en las ecuaciones de transformación.

En segundo lugar, se ha procedido a una calibración fotométrica de todas y cada una de las placas fotográficas empleadas en el estudio, no con la intención de deducir fotometría precisa en el sistema estándar, sino con el objeto de facilitar la identificación cruzada de objetos entre diferentes placas.

El análisis de la fotometría estándar resultante da sus mejores frutos cuando se combina con información astrométrica, por lo que no se lleva a cabo en este capítulo, sino al final del siguiente.

4.1 Transformación al sistema fotométrico estándar

La fotometría fotográfica se obtuvo a partir de varias placas Schmidt modernas filtradas. La calibración del flujo fotográfico se llevó a cabo usando la fotometría CCD descrita en el capítulo 2 como estándar, puesto que no existe otra fotometría Johnson-Cousins de la zona. El hecho de que la fotometría CCD utilizada sea más profunda que cualquiera de las placas fotográficas garantiza que todo el rango de magnitudes de las placas queda adecuadamente cubierto. Partiendo del catálogo del capítulo 2 (tabla 2.5), se seleccionaron más de 400 estrellas estándar secundarias según los criterios siguientes:

1. Las estrellas a utilizar como estándares fotométricos deberían estar bien aisladas, con el fin de evitar el riesgo de identificación errónea al apuntar la máquina digitalizadora (MAMA) en modo *pavé*, en el caso de las placas medidas mediante este dispositivo;
2. Las estrellas estándar deberían estar bien distribuidas a lo largo del intervalo de magnitudes cubierto por las placas profundas, evitando una presencia excesiva de estrellas débiles.

Las magnitudes CCD estándar del capítulo 2 (tabla 2.5) y el logaritmo del flujo fotográfico se relacionaron mediante el ajuste de un polinomio con un término de color lineal. Como nuestras placas más profundas representan las bandas R y B , empleamos el índice de color $B-R$ para las ecuaciones de transformación:

$$B = b_o(B - R) + \sum_{i=1}^k b_i (\log_{10} \phi_B)^{i-1}; \quad (4.1.1)$$

$$V = v_o(B - R) + \sum_{i=1}^m v_i (\log_{10} \phi_V)^{i-1}; \quad (4.1.2)$$

$$R = r_o(B - R) + \sum_{i=1}^n r_i (\log_{10} \phi_R)^{i-1}; \quad (4.1.3)$$

donde ϕ_X representa el flujo medido en un umbral y en una placa de banda X ; B , V y R son las magnitudes estándar Johnson-Cousins; b_i , v_i y r_i son los coeficientes de transformación, y $k-1$, $m-1$ y $n-1$ son los grados de los polinomios.

Tabla 4.1: Fotometría fotográfica: desviación estándar de los residuos de las estrellas de referencia ($\langle \sigma \rangle$) promediada entre todos los umbrales de cada placa filtrada. N_{umb} representa el número de umbrales y 'grado' es el grado polinómico de los ajustes

placa	banda	grado	N_{umb}	$\langle \sigma \rangle$ (mag)	selección
A 550	<i>B</i>	5	9	0.07	<i>sí</i>
A 573	<i>R</i>	5	7	0.08	<i>no</i>
A 575	<i>V</i>	5	9	0.11	<i>sí</i>
OCA 3305	<i>R</i>	5	9	0.06	<i>sí</i>
OCA 3308	<i>V</i>	3	7	0.12	<i>no</i>
OCA 3314	<i>R</i>	5	9	0.06	<i>sí</i>
POSS 1461-O	<i>B</i>	5	9	0.14	<i>no</i>
POSS 1461-E	<i>R</i>	5	8	0.12	<i>no</i>

Cada placa filtrada se calibró en la banda más parecida a aquella definida por su combinación de emulsión y filtro (tabla 3.1). Los coeficientes de las ecuaciones 4.1.1 a 4.1.3 se determinaron por ajuste de mínimos cuadrados en cada placa y cada umbral. El grado de los polinomios, de tercero a quinto, se eligieron de acuerdo con la curva de respuesta de cada placa, y fue siempre el mismo para todos los umbrales de una misma placa. La tabla 4.1 muestra algunos datos sobre los ajustes fotométricos: grado de los polinomios, número de umbrales (N_{umb}) y el promedio de la desviación estándar de los residuos de los ajustes de los distintos umbrales ($\langle \sigma \rangle$). A la vista de la bondad de los ajustes y de los intervalos de magnitud cubiertos por cada placa, decidimos adoptar como fuente de la fotometría fotográfica definitiva las placas siguientes: A 550 para la magnitud *B* de Johnson; A 575 para la magnitud *V* de Johnson; OCA 3305 y OCA 3314 para la magnitud *R* de Cousins.

La selección de la placa empleada en el filtro *B* es obvia vista la diferencia de los residuos de los ajustes entre A 550 y POSS 1461-O. Esta diferencia es debida sobre todo al hecho de que la combinación de emulsión y filtro en la banda azul del POSS I no está diseñada expresamente para ajustarse al filtro *B* de Johnson, aunque el hecho de tratarse de una copia de la placa original podría también estar afectando al resultado.

En el filtro *V*, las dos placas disponibles ofrecen residuos de ajuste elevados y parecidos, si bien la placa A 573 parece ligeramente mejor que la OCA 3308. La

decisión de emplear solamente una de las dos se adoptó en vista del mayor rango dinámico de la placa A 573. Al promediar las magnitudes calculadas a partir de ambas placas en el intervalo de brillos común, aparecían efectos sistemáticos en los extremos cubiertos solamente por A 573 y, además, la comparación global con la fotometría CCD (apartado 4.2) no mejoraba apreciablemente.

En la banda R se disponía, en principio, de cuatro placas candidatas para la deducción de la fotometría estándar. La placa POSS 1461-E puede descartarse, vista la pobreza de su ajuste con la fotometría estándar en comparación con las demás. Las razones de este comportamiento son análogas a las explicadas al tratar la placa POSS 1461-O. De las otras tres placas, se apreció una diferencia notable entre A 573, por un lado, y las dos placas rojas OCA (OCA 3305 y 3308), tanto en residuos del ajuste como, principalmente, en rango dinámico. Las dos placas OCA, a pesar de ser de naturaleza distinta (soporte de vidrio y plástico en cada caso, emulsiones y filtros diferentes, véase tabla 3.2) presentan residuos comparables y rangos dinámicos casi idénticos. Así pues, se optó por extraer la fotometría R de estas dos placas.

A modo de ejemplo, la figura 4.1 muestra las relaciones entre magnitud estándar y logaritmo del flujo fotográfico para el tercer umbral de cada una de estas cuatro placas. La relación entre logaritmo del flujo y magnitud estándar es parecida para otros umbrales de estas placas.

La aplicación de los ajustes fotométricos a las estrellas problema se llevó a cabo en tres pasos:

En primer lugar, y como se deduce de manera inmediata de las ecuaciones 4.1.1 y 4.1.3, la magnitud R estándar se calcula mediante la expresión

$$R = \frac{r_o \sum_{i=1}^k b_i (\log_{10} \phi_B)^{i-1} + (1 - b_o) \sum_{i=1}^n r_i (\log_{10} \phi_R)^{i-1}}{1 - b_o + r_o}.$$

Para una estrella detectada en un umbral de una placa fotométrica R , se dispone de un valor concreto del flujo, ϕ_R . Pero para obtener su magnitud R estándar son necesarios no sólo los coeficientes $\{r_i; i = 0, \dots, n\}$ de este umbral específico, sino también un flujo azul ϕ_B medido en un umbral en una placa B , con sus coeficientes correspondientes $\{b_i; i = 0, \dots, k\}$. Nuestro procedimiento fotométrico calcula diferentes valores de R utilizando para ello los distintos flujos ϕ_B (todos los umbrales)

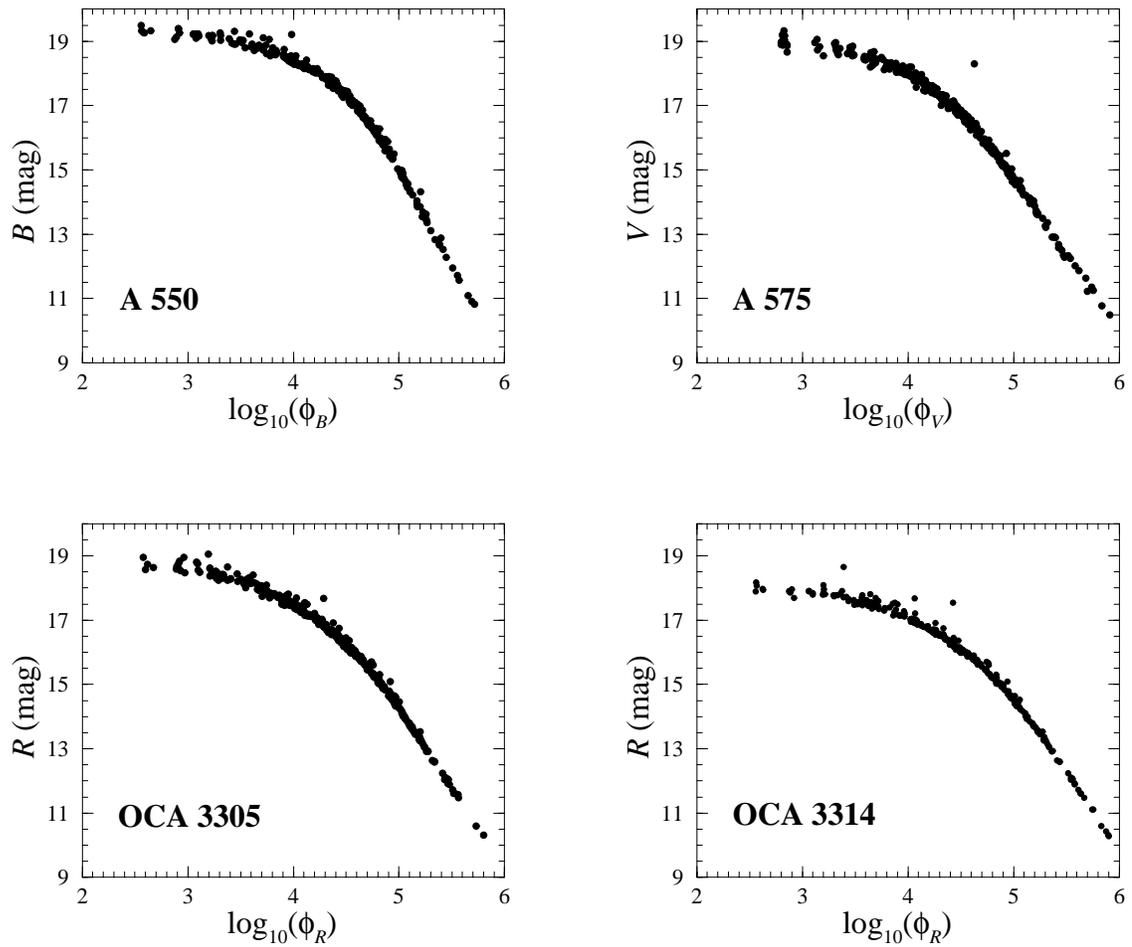


Figura 4.1: Relación entre el logaritmo del flujo y la magnitud estándar para el tercer umbral de cada placa seleccionada para derivar la fotometría fotográfica. Las relaciones son análogas para otros umbrales

disponibles de la placa B (A 550) para esta estrella, y promedia los resultados aplicando como peso la desviación estándar de los residuos de los ajustes de cada umbral de la placa B . El proceso se repite para todos los umbrales R disponibles para esta estrella en esta placa R , y se promedian los diversos valores de R obtenidos utilizando como peso la desviación estándar de los residuos de los ajustes de cada umbral de la placa R . Así se obtiene la magnitud R estándar para esta estrella y en esta placa R , junto con su desviación estándar. Se aplica el mismo proceso a la otra placa fotométrica R , lo que proporciona otro valor de R con su desviación estándar correspondiente. Los dos valores de R resultantes se promedian aplicando como peso sus desviaciones estándar.

El segundo paso, la determinación de las magnitudes estándar en la banda B , es bastante más sencillo, debido a que sólo se dispone de una placa fotométrica para este filtro y, además, el valor estándar de R ya se conoce y se puede emplear ahora al aplicar el término de color. De la ecuación 4.1.1 se sigue que B puede calcularse como:

$$B = \frac{-b_o R + \sum_{i=1}^k b_i (\log_{10} \phi_B)^{i-1}}{1 - b_o}.$$

Para cada estrella detectada en la placa fotométrica B (A 550), se calcula una magnitud B a partir de cada umbral, y los valores resultantes se promedian utilizando como peso la desviación estándar de los ajustes fotométricos de cada umbral.

En un tercer y último paso se procede al cálculo de la magnitud V a partir de la placa fotométrica correspondiente a esta banda (A 575). El proceso seguido es similar al del cálculo de B , pero la ecuación aplicada es, directamente, la 4.1.2, por estar disponibles ya los valores estándar B y R .

Es obvio que las transformaciones descritas, al incorporar un término de color, sólo pueden aplicarse a las estrellas problema si se dispone de identificaciones cruzadas entre las diferentes placas fotométricas. Por este hecho, la fotometría fotográfica estándar no puede desvincularse del proceso de cálculo de movimientos propios del capítulo 5, el cual proporciona los cruces necesarios.

Tabla 4.2: Fotometría fotográfica: en cada intervalo de magnitud se da número total de estrellas (N) y la desviación estándar (σ) de las diferencias con la fotometría CCD (capítulo 2) para las estrellas en común (1477 en B , 1498 en V , 1536 en R)

rango de mag.	B		V		R	
	N	σ	N	σ	N	σ
<10			5	0.07	43	0.10
10-11	31	0.11	97	0.12	171	0.13
11-12	106	0.14	217	0.07	391	0.04
12-13	223	0.13	533	0.08	796	0.04
13-14	509	0.08	1073	0.08	1570	0.04
14-15	993	0.07	2068	0.08	3268	0.04
15-16	2029	0.07	4010	0.08	5844	0.04
16-17	3953	0.07	7010	0.08	9887	0.04
17-18	7202	0.07	10719	0.08	13424	0.04
18-19	11412	0.08	11883	0.08	4368	0.05
19-20	13020	0.09	689	0.08		
20-21	284	0.10				
TOTAL:	39762	0.08	38304	0.08	39762	0.04

4.2 Fotometría fotográfica estándar

El proceso descrito permitió calcular fotometría para un total de 39762 estrellas, 38304 de las cuales tienen fotometría BVR completa, y 1458 solamente fotometría BR , debido al menor rango dinámico de la placa V . Estos datos se incluyen en el catálogo fotográfico fotométrico y astrométrico construido en el capítulo 5 (tabla 5.2), donde las estrellas se designan por su número de identificación en la placa patrón OCA 3305. El fichero de datos completo puede obtenerse por solicitud al autor en la dirección dgaladi@pchpc5.am.ub.es. La tabla 4.2 muestra el número de estrellas por intervalo de magnitud en cada banda.

La precisión absoluta de la fotometría fotográfica está limitada por varios factores. Uno de ellos es la uniformidad de la emulsión y del revelado. Las estrellas estándar fotométricas están ubicadas en el centro de la zona digitalizada de cada

placa, por lo que la calibración fotométrica es válida, en rigor, solamente en esta área. Sin embargo, hemos extrapolado las calibraciones a toda la región de $2.3^\circ \times 2.3^\circ$ cubierta por el estudio fotográfico. No podemos evaluar la posible existencia de inhomogeneidades en las placas, pero la inspección visual de las mismas muestra una buena regularidad aparente tanto en las emulsiones como en el revelado. La calidad de la fotometría CCD usada como referencia para la calibración es otra posible fuente de error, aunque no tenemos razones para sospechar la presencia de efectos sistemáticos en los datos CCD.

La transformación al sistema estándar a partir de la banda efectiva definida por la combinación de emulsión y filtro de cada placa puede introducir incertidumbres adicionales. Este efecto es tenido en cuenta por medio del término de color introducido en las ecuaciones de transformación 4.1.1, 4.1.2 y 4.1.3. Los términos de color resultaron ser pequeños en todos los casos, y al añadir términos de color adicionales (cuadráticos, cúbicos, etc.), no se incrementó la bondad de los ajustes.

La falta de linealidad de la respuesta fotográfica se corrige de manera adecuada utilizando el grado polinómico pertinente en la transformación. El límite último de la precisión de la fotometría fotográfica yace en la calidad intrínseca de las emulsiones, que suelen impedir precisiones mejores que 0.1 mag. La desviación estándar promedio de los residuos de los ajustes fotométricos (tabla 4.1) parece indicar que hemos alcanzado o incluso superado este límite.

Para estimar la calidad de la fotometría *BVR* fotográfica en función de la magnitud, procedimos a la comparación con la totalidad del catálogo fotométrico CCD del capítulo 2 (tabla 2.5). Tal y como se ha explicado, 400 estrellas seleccionadas de aquel catálogo se emplearon como estándares secundarios para la calibración de las placas, pero la comparación con la muestra completa permite una mejor determinación de las incertidumbres de la fotometría en función de la magnitud. La figura 4.2 muestra los resultados de la comparación y la tabla 4.2 incluye la desviación estándar de las diferencias *CCD-fotográfica* en intervalos de una magnitud, aplicando un criterio de eliminación por 3σ para omitir puntos no significativos. Las diferencias contienen contribuciones de los errores tanto CCD como fotográficos, pero los primeros son pequeños comparados con los segundos.

Tal y como se indicó en la introducción de este capítulo, se procederá al análisis de la fotometría obtenida tras disponer de los movimientos propios, al final del capítulo 5.

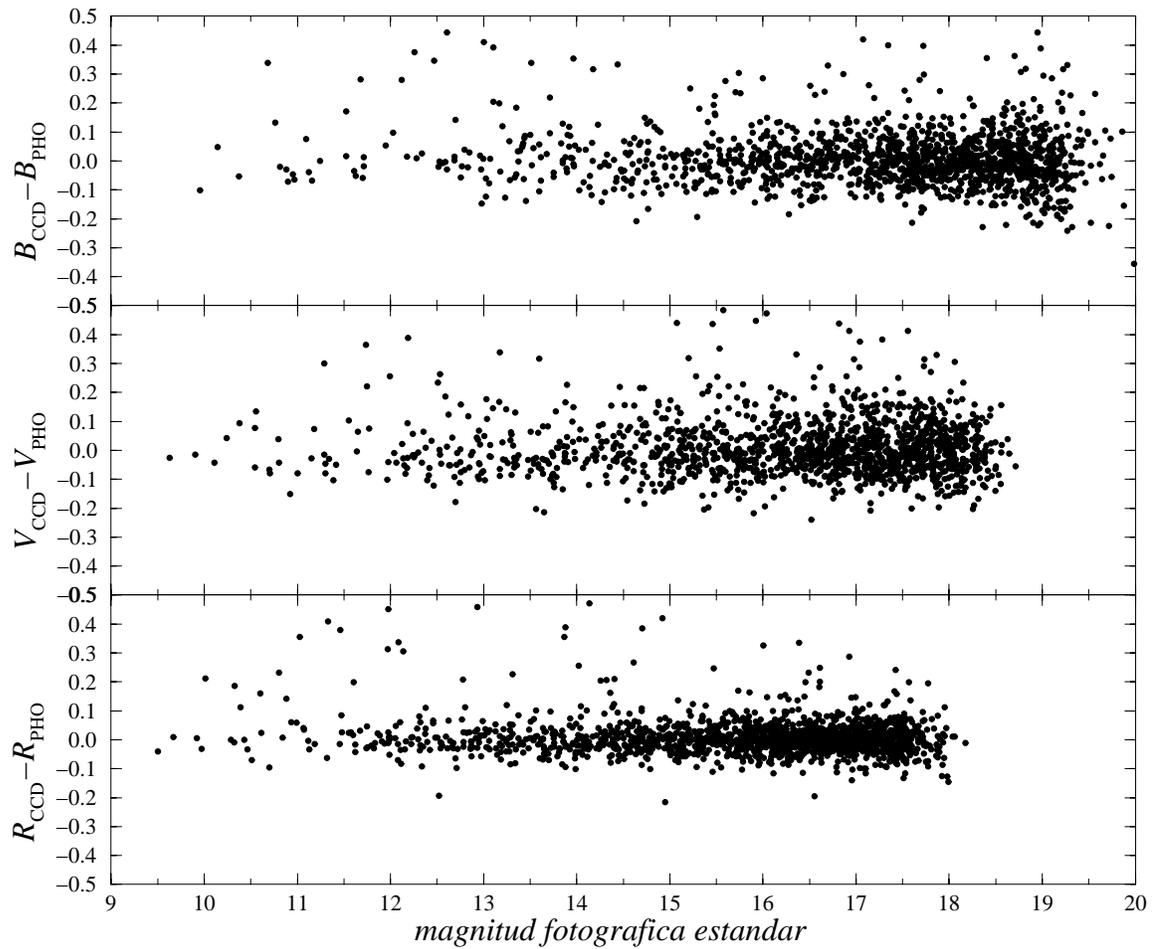


Figura 4.2: Comparación de la fotometría fotográfica con el catálogo fotométrico CCD del capítulo 2. Las gráficas, de arriba hacia abajo, representan las diferencias CCD - $fotográfica$ en las bandas B (1477 estrellas), V (1498 estrellas) y R (1536 estrellas)

4.3 Fotometría fotográfica para la identificación cruzada

Tal y como se explicará en el apartado 5.1.1, la identificación cruzada entre placas aplica un criterio doble de posición y brillo para cotejar y emparejar estrellas. Por tanto, requiere algún tipo de estimador del brillo para cada objeto en la totalidad de las placas, y no solamente en las obtenidas con filtro.

Para cada placa y cada umbral, se llevó a cabo un ajuste por mínimos cuadrados de la magnitud estelar en función del logaritmo del flujo fotográfico, sin tener en cuenta términos de color. El modelo de los ajustes fue polinómico, y las estrellas estándar las mismas que se emplearon en el apartado anterior. Estos polinomios se aplicaron a todos los objetos detectados, y las magnitudes deducidas para un mismo astro a partir de distintos umbrales de la misma placa se promediaron utilizando como peso el área del objeto en cada umbral.

Las bandas de referencia para estas calibraciones fotométricas toscas se eligieron de acuerdo con las características de la emulsión de cada placa. Se empleó la magnitud B de Johnson para las placas obtenidas sin filtro (Tautenburg, Heidelberg) y para las placas filtradas asimilables a la banda B (A 550, POSS 1461-O). Para las placas del Catálogo Astrográfico se emplearon las medidas de magnitud fotográfica consignadas en los archivos originales, asimilables a B . Las magnitudes instrumentales PDS de las placas de Shanghai se convirtieron en magnitudes B Johnson ajustando un polinomio de segundo grado. Aunque la placa patrón (OCA 3305) corresponde a la banda R , se procedió también a efectuar una calibración tosca en el filtro B , con la única finalidad de permitir el cruce con las placas no filtradas o asimilables al filtro B .

Las placas filtradas asimilables a la banda R (la placa patrón OCA 3305, OCA 3314, A 573 y POSS 1461-E) se calibraron en el filtro R de Cousins de un modo idéntico al descrito en el párrafo anterior. Las placas asimilables a la banda V se ajustaron, a los solos efectos de comparación y cruce, con la magnitud R Cousins.

Algunas estrellas resultaron saturadas en alguna o todas las placas. Estos objetos se etiquetaron como ‘brillantes’ y recibieron un tratamiento especial (que se discutirá más adelante) en el proceso de identificación cruzada entre placas.

Capítulo 5

Astrometría

Describimos en este capítulo el procedimiento seguido para la determinación de posiciones y movimientos propios de las estrellas a partir de la información fotográfica y CCD. Aunque el material fundamental empleado en este capítulo son las placas fotográficas, las medidas CCD interactúan con ellas, desde el punto de vista astrométrico, de dos maneras distintas, lo cual constituye uno de los rasgos originales del presente trabajo. Por una parte, la comparación de las posiciones fotográficas con las deducidas de las tomas CCD permite la eliminación de los efectos dependientes de la magnitud tanto de las posiciones como de los movimientos propios finales. Por otro lado, las medidas astrométricas CCD se incorporan al proceso de cálculo de movimientos propios como una placa más.

Los movimientos propios relativos se han determinado empleando una versión del algoritmo iterativo de superposición central (AISC). Dada la diversidad del material utilizado, es fundamental la elección de un sistema de pesos adecuado que tenga en cuenta las diferencias en escala y calidad intrínseca de las placas, así como el cambio de precisión de las posiciones medidas en una placa individual para estrellas de brillos distintos.

Se presenta al final del capítulo un análisis de las propiedades generales del catálogo astrométrico resultante, con especial atención al comportamiento de los errores de los parámetros determinados. Las posiciones y movimientos propios relativos son transformados a coordenadas ecuatoriales en los sistemas de referencia FK5 e ICRS mediante la comparación con los catálogos PPM, Tycho e Hipparcos. La fotometría fotográfica del capítulo anterior se analiza junto con los datos as-

trométricos, lo que permite deducir la existencia de dos cúmulos separados (NGC 1750 y NGC 1758) en el área estudiada.

5.1 Algoritmo iterativo de superposición central (AISC)

Existen dos métodos usuales para la determinación de movimientos propios relativos a partir de posiciones estelares medidas en placas fotográficas: el sistema de *pares de placas* y el de *superposición central*. En la técnica de pares, todas las placas se transforman a un sistema de referencia común y, tras ello, se emparejan siguiendo algunos criterios razonables. De manera usual, los pares se componen con placas de épocas tan separadas como sea posible, procurando que sean de precisiones, magnitudes límite y filtros similares. El movimiento propio de las estrellas se calcula a partir de cada par de placas, y las diferentes determinaciones resultantes se promedian. El sistema de pares de placas ofrece las mejores prestaciones cuando el material fotográfico es homogéneo (Schilbach *et al.* 1995, Tian *et al.* 1994, Zhao y He 1990).

La técnica de superposición central fue propuesta originalmente por Eichhorn y Jefferys (1971). Su objetivo es determinar simultáneamente los parámetros de transformación geométrica entre placas, los movimientos propios relativos de las estrellas y los errores involucrados. El método cuenta con una fundamentación matemática rigurosa (Eichhorn 1988), pero los requerimientos computacionales de la formulación estricta son tales que, en la práctica, no es posible implementarla. La aproximación usual al método se conoce como *algoritmo iterativo de superposición central* (AISC), e implica la separación de los cálculos orientados, por una parte, a la determinación de las transformaciones geométricas entre placas y, por otra, a la medida de los movimientos propios estelares. Las dos fases se iteran consecutivamente hasta alcanzar la convergencia. Este proceso se sabe equivalente, en la práctica, al ajuste global y riguroso en un solo paso (Tucholke 1992), y se ha aplicado con profusión durante las últimas décadas (por ejemplo, Cudworth *et al.* 1993, Van Altena *et al.* 1988, Tucholke *et al.* 1994).

En vista de la diversidad del material a nuestra disposición, optamos por utilizar el AISC para nuestro análisis astrométrico. Nuestra implementación, similar a la

de Jones y Walker (1988), se resume en el diagrama de flujo de la figura 5.1. Ante todo, es necesario seleccionar una placa como referencia ('placa patrón'). Todas las demás placas (o 'placas origen') se ligarán al sistema de referencia de la patrón a lo largo del proceso, mediante las transformaciones geométricas adecuadas. En nuestro caso, la mejor placa moderna tanto desde el punto de vista de profundidad como de calidad astrométrica y fotométrica, OCA 3305, fue elegida como patrón. Al principio del algoritmo, los movimientos propios de las estrellas son desconocidos, por lo que todos ellos se inicializan a cero. A continuación se procede a determinar las ecuaciones que permiten transformar las coordenadas de las estrellas en el sistema de cada placa origen al sistema de la placa patrón. Tras ello, los movimientos propios se calculan considerando a la vez todas las posiciones de cada estrella en las placas. Los movimientos propios resultantes se utilizan en iteraciones sucesivas para mejorar la calidad de las transformaciones geométricas de las placas origen al sistema de referencia de la placa patrón. El proceso se detiene cuando el valor de los movimientos propios converge.

Para iniciar el algoritmo es necesario disponer, para cada placa origen, de una lista inicial con un cierto número de estrellas cruzadas con la placa patrón. Estos archivos de cruce inicial se generaron gracias a las coordenadas ecuatoriales contenidas en los catálogos astrométricos preliminares de cada placa (apartado 3.2).

5.1.1 El bucle de cruce y transformación

El bucle de cruce y transformación, pieza fundamental del AISC, se aplica en cada iteración a cada placa origen. Esta pieza esencial del proceso consta de dos pasos: el cálculo de ecuaciones de transformación de la placa origen a la placa patrón y la aplicación de esas ecuaciones para generar identificaciones cruzadas tan completas como sea posible.

Los coeficientes de transformación se calculan mediante un ajuste de mínimos cuadrados con eliminación de puntos discrepantes según un criterio de 3σ : el ajuste se efectúa de forma iterativa, rechazando cada vez las estrellas cuyo residuo es superior a 3σ , hasta que ninguna estrella más resulta expulsada.

Las ecuaciones de transformación admiten un modelo general de placa de la forma:

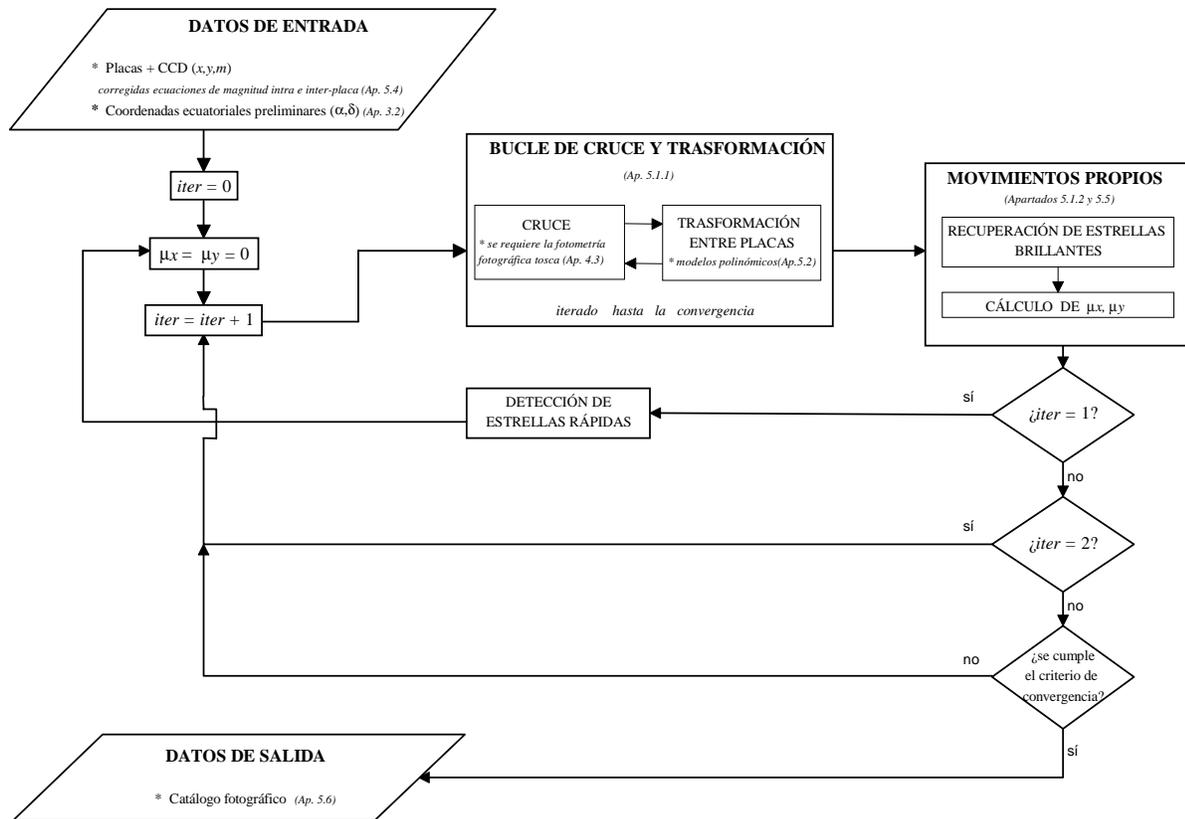


Figura 5.1: Diagrama de flujo del algoritmo iterativo de superposición central (AISC) utilizado para la determinación de movimientos propios relativos

$$x' = P_{n,x}(x, y) + Q_x(x, y, m); \quad (5.1.1)$$

$$y' = P_{n,y}(x, y) + Q_y(x, y, m), \quad (5.1.2)$$

donde (x', y') son las coordenadas en el sistema de referencia de la placa patrón; (x, y) son las coordenadas en el sistema de la placa origen; m es la magnitud aparente y $P_{n,x}(x, y)$, $P_{n,y}(x, y)$ son polinomios bidimensionales completos de grado n . Por ejemplo,

$$P_{2,x}(x, y) = a_0 + a_1x + a_2y + a_3x^2 + a_4xy + a_5y^2.$$

$Q_x(x, y, m)$ y $Q_y(x, y, m)$ son funciones polinómicas que contienen términos dependientes de la magnitud.

Por tanto, el modelo general tiene una parte puramente geométrica junto a una dependencia mixta geométrica-fotométrica. Los modelos de placa específicos usados en los cálculos se discuten en los apartados 5.2 y 5.4.

La rutina de cruce aplica las ecuaciones de transformación recién calculadas a todas las estrellas presentes en la placa origen, y efectúa una identificación cruzada completa con la placa patrón. La identificación cruzada se realiza considerando un criterio doble de posición y brillo:

1. para una estrella dada de la placa patrón, todas las estrellas de la placa origen dentro de un cierto radio de búsqueda especificado son candidatas a la identificación cruzada;
2. de entre las candidatas, las estrellas cuya diferencia de magnitud con la estrella de la placa patrón sea mayor que un margen de tolerancia especificado son eliminadas, y
3. de las candidatas restantes, se selecciona la más próxima a la posición del objeto de la placa patrón.

El radio de búsqueda y el margen de tolerancia en magnitud son parámetros fijados individualmente para cada placa origen. El radio de búsqueda es función de

la diferencia de época con la placa patrón. Para placas contemporáneas, el radio de búsqueda se fija en $5''$. Este radio crece linealmente con el tiempo de manera que para una diferencia de época de 90 años se convierte en $9''$, lo que asegura la identificación cruzada de estrellas con movimiento propio relativo entre 0 y unos 40 mas yr^{-1} incluso en las primeras iteraciones, en las que los movimientos propios de todas las estrellas se inicializan a cero.

La tolerancia en magnitud se fija para cada placa origen como $3\sqrt{\sigma_{\text{patr}}^2 + \sigma^2}$, donde σ_{patr} y σ son las dispersiones de los ajustes fotométricos toscos efectuados en las placas patrón y origen, respectivamente, a efectos de identificación cruzada (apartado 4.3).

La lista resultante de identificaciones cruzadas se reintroduce en el primer elemento del bucle, el algoritmo de cálculo de transformación, para calcular unas ecuaciones mejoradas. El bucle se itera hasta que el número de identificaciones cruzadas se estabiliza. De este modo resulta un fichero para cada placa origen, que contiene las posiciones de los objetos cruzados con la placa patrón en coordenadas expresadas en el sistema de referencia de la placa patrón para la época de la placa origen.

Los programas usados en el bucle de transformación y cruce están adaptados de códigos C proporcionados por C. Alard, diseñados originalmente para el proyecto DUO (Disk Useen Objects, Alard y Guibert 1997).

5.1.2 Movimientos propios relativos

La segunda pieza básica del AISC consiste en la determinación de los movimientos propios relativos.

Los ficheros resultantes del bucle de transformación y cruce se compilan en una única tabla, la cual se analiza en busca de estrellas brillantes no cruzadas (como se citó en el apartado 4.3). Hay que considerar que las magnitudes toscas utilizadas a efectos de identificación cruzada se calcularon algunas veces ajustando el flujo fotográfico a un filtro estándar que no correspondía a la banda definida por la combinación de filtro y emulsión de las placas. Así, estrellas con colores muy rojizos o muy azulados podían haber escapado a la identificación cruzada. Por esta razón, la recuperación de estrellas brillantes no se limitó exclusivamente a las estrellas saturadas, sino también a otros astros brillantes no emparejados, hasta $V \approx 13$ mag.

Para cada placa, incluida la placa patrón, se confeccionó una lista de estrellas brillantes. Al finalizar el bucle de cruce y transformación, se aplicaron las ecuaciones de transformación resultantes a las listas de estrellas brillantes, y se procedió a efectuar la identificación cruzada de las mismas con la lista de estrellas brillantes de la placa patrón, pero considerando solamente el criterio de distancia, no el de magnitud, para decidir el emparejamiento. El hecho de restringirse solamente a estrellas brillantes reduce muchísimo la densidad espacial de estrellas, lo que hace que las parejas así formadas sean seguras, a pesar de no tenerse en cuenta el criterio de brillo. Los cruces resultantes se comparan con los obtenidos del proceso global aplicado a todas las estrellas, y los cruces de astros brillantes no presentes en la salida proporcionada por el bucle de cruce y transformación se añaden expresamente.

Tras la recuperación de las estrellas brillantes no cruzadas, se procede al cálculo de movimientos propios relativos en el sistema de referencia de la placa patrón por medio de ajustes de mínimos cuadrados de la posición en función de la época:

$$x'_{i,p} - x_{i,\text{patr}} = \xi_i + \mu_{i,x}(t_p - t_{\text{patr}}); \quad (5.1.3)$$

$$y'_{i,p} - y_{i,\text{patr}} = \eta_i + \mu_{i,y}(t_p - t_{\text{patr}}). \quad (5.1.4)$$

En estas ecuaciones, $(x'_{i,p}, y'_{i,p})$ son las coordenadas de la estrella i , medidas en la placa origen p y transformadas al sistema de referencia de la placa patrón. $(x_{i,\text{patr}}, y_{i,\text{patr}})$ son las coordenadas de la misma estrella, medidas en la placa patrón. t_p y t_{patr} son las épocas de la placa origen p y de la placa patrón, respectivamente. Los parámetros del ajuste son $(\xi_i, \mu_{i,x}; \eta_i, \mu_{i,y})$. $\mu_{i,x}$ y $\mu_{i,y}$ son los movimientos propios relativos. ξ_i y η_i se interpretan (Jones y Walker 1988) como correcciones a las posiciones medidas en la placa patrón.

El índice p recorre el conjunto completo de placas, incluida la placa patrón. El cálculo se efectúa únicamente para estrellas con posiciones que cubran un intervalo temporal de como mínimo 30 años (la determinación de movimientos propios a partir de bases de tiempo menores no sería fiable). Los ajustes se realizan incluyendo un sistema de pesos adecuado. Los ajustes de movimiento propio incorporan un criterio de selección y eliminación por 3σ . Para una estrella determinada, tras efectuar el cálculo de los movimientos propios en ambas coordenadas, se examinan los puntos con mayores residuos en x y en y . Si uno o ambos de ellos resultan ser mayores que 3σ , la placa se elimina de ambos ajustes y se repite el cálculo. La comprobación

de residuos y eliminación se repite hasta que todos los residuos son menores que 3σ . Si la eliminación conlleva la reducción de la base temporal a menos de 30 años, entonces no se efectúa el cálculo y se pasa a la estrella siguiente. Los parámetros resultantes y sus errores estándar quedan registrados.

5.1.3 Iteraciones segunda y posteriores

En las transformaciones entre placas influyen tanto los efectos geométricos como el desplazamiento real de las estrellas (movimiento propio). Si los movimientos propios son aleatorios, su efecto será solamente introducir ruido en las transformaciones geométricas. Sin embargo, las estrellas de movimiento propio elevado podrían distorsionar el sistema de referencia si su desplazamiento se interpreta como un efecto geométrico al calcular las transformaciones entre placas. El AISC se basa en la consideración de los movimientos de todas las estrellas para la mejora sucesiva de las transformaciones, pero, como se ha indicado, en la primera iteración no hay otra posibilidad que inicializarlos a cero. Para evitar distorsiones, tras la primera iteración del AISC se procede a identificar aquellas estrellas con movimiento propio elevado. Estos objetos quedan registrados. Al iniciar la segunda iteración, todos los movimientos propios vuelven a fijarse a cero y se reinicia el proceso, pero ahora, en el bucle de transformación y cruce, las estrellas rápidas se omiten en el cálculo de las transformaciones geométricas entre placas. Sin embargo, sí se incorporan en el último ciclo de identificaciones cruzadas, y a partir de ese momento continúan el resto de ésta y las siguientes iteraciones tratadas como cualquier otra estrella.

De la tercera iteración en adelante, las posiciones de todas las estrellas de la placa patrón se convierten a la época de cada placa origen mediante la aplicación de los parámetros (ξ_i, η_i) y $(\mu_{i,x}, \mu_{i,y})$, antes de iniciar el bucle de transformación y cruce. A partir de este momento, el sistema de referencia para el cálculo de movimientos propios ya no está ligado exclusivamente a las posiciones físicas medidas en la placa patrón, sino que depende de todo el conjunto de datos astrométricos.

Al final de las iteraciones tercera y posteriores se calcula el cambio promedio de los movimientos propios entre la iteración recién acabada y la anterior, empleando el error formal de los movimientos propios como peso. Cuando el cambio promedio de los movimientos propios cae muy por debajo de los errores medios, se detienen las iteraciones.

5.2 Grado polinómico de las transformaciones

El análisis orientado a la selección del grado polinómico adecuado para la parte puramente geométrica de las ecuaciones 5.1.1 y 5.1.2, se realizó sin considerar términos dependientes de la magnitud y sin tener en cuenta los movimientos propios. Como la densidad esperada de miembros de los cúmulos es pequeña, ignorar los movimientos propios y los efectos de magnitud puede introducir una dispersión mayor (sobre todo en placas antiguas), pero no efectos sistemáticos que pudieran acabar perjudicando la elección del grado polinómico adecuado.

Se analizaron los residuos de las transformaciones calculadas con grados sucesivos, a través del cálculo de las diferencias de los residuos con los obtenidos empleando polinomios de un grado mayor y un grado menor en cada caso. Se aceptó el grado n cuando se cumplieron las condiciones siguientes:

1. los cambios de los residuos al pasar del grado n al $n+1$ están alrededor o por debajo de $1 \mu\text{m}$, y
2. los residuos del ajuste de grado n no muestran efectos sistemáticos espaciales.

Como ejemplo del proceso de asignación de grado de las transformaciones, la figura 5.2 muestra la diferencia de residuos de la transformación entre varios grados consecutivos para una placa (A 550), y la figura 5.3 ilustra el comportamiento espacial de los residuos para la misma placa y el grado seleccionado (cuarto), promediando en cuadrados de 1 cm de lado. Normalmente, fue suficiente un tercer o cuarto grado para satisfacer las dos condiciones requeridas.

5.3 Placas anómalas

El proceso de elección de grado de las transformaciones puso de manifiesto la baja calidad astrométrica de dos placas: A 575 y OCA 3314. La placa A 575 muestra una distribución de residuos bastante asimétrica. Estos rasgos son difíciles de explicar a través de los efectos ópticos y mecánicos usuales en las placas Schmidt, y conducen a residuos del orden de $1 \mu\text{m}$ y tendencias sistemáticas incluso aplicando un polinomio de quinto grado. La reducción de los residuos requiere un grado muy elevado

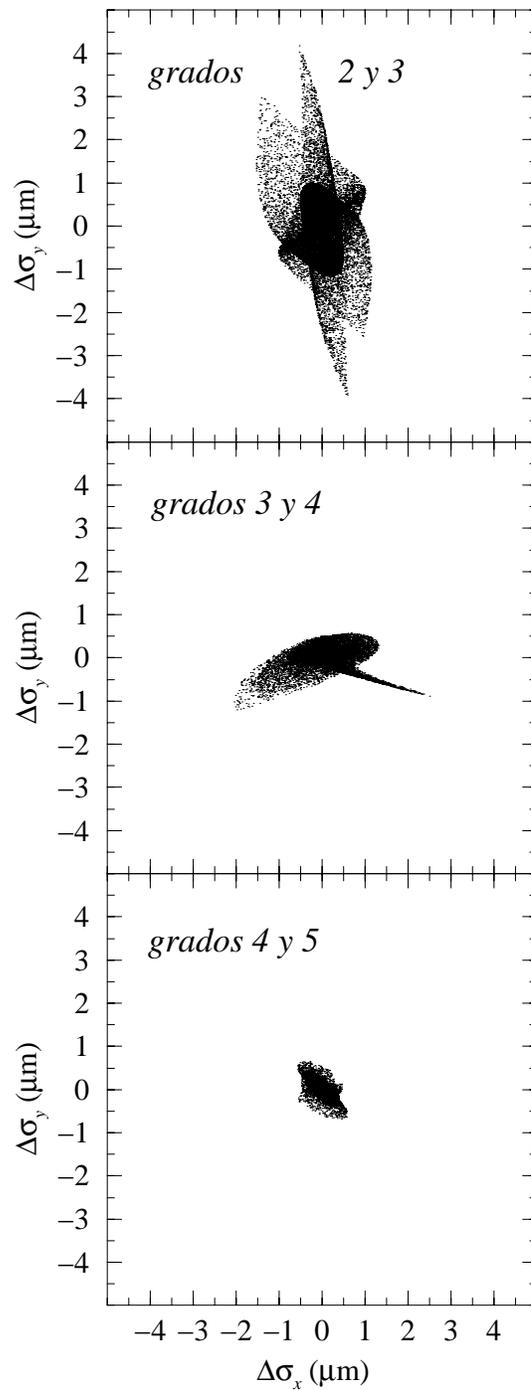


Figura 5.2: Cambio en los residuos de la transformación geométrica de la placa origen A 550 a la placa patrón OCA 3305 para pares sucesivos de transformaciones geométricas con grados cada vez mayores. Se seleccionó el cuarto grado

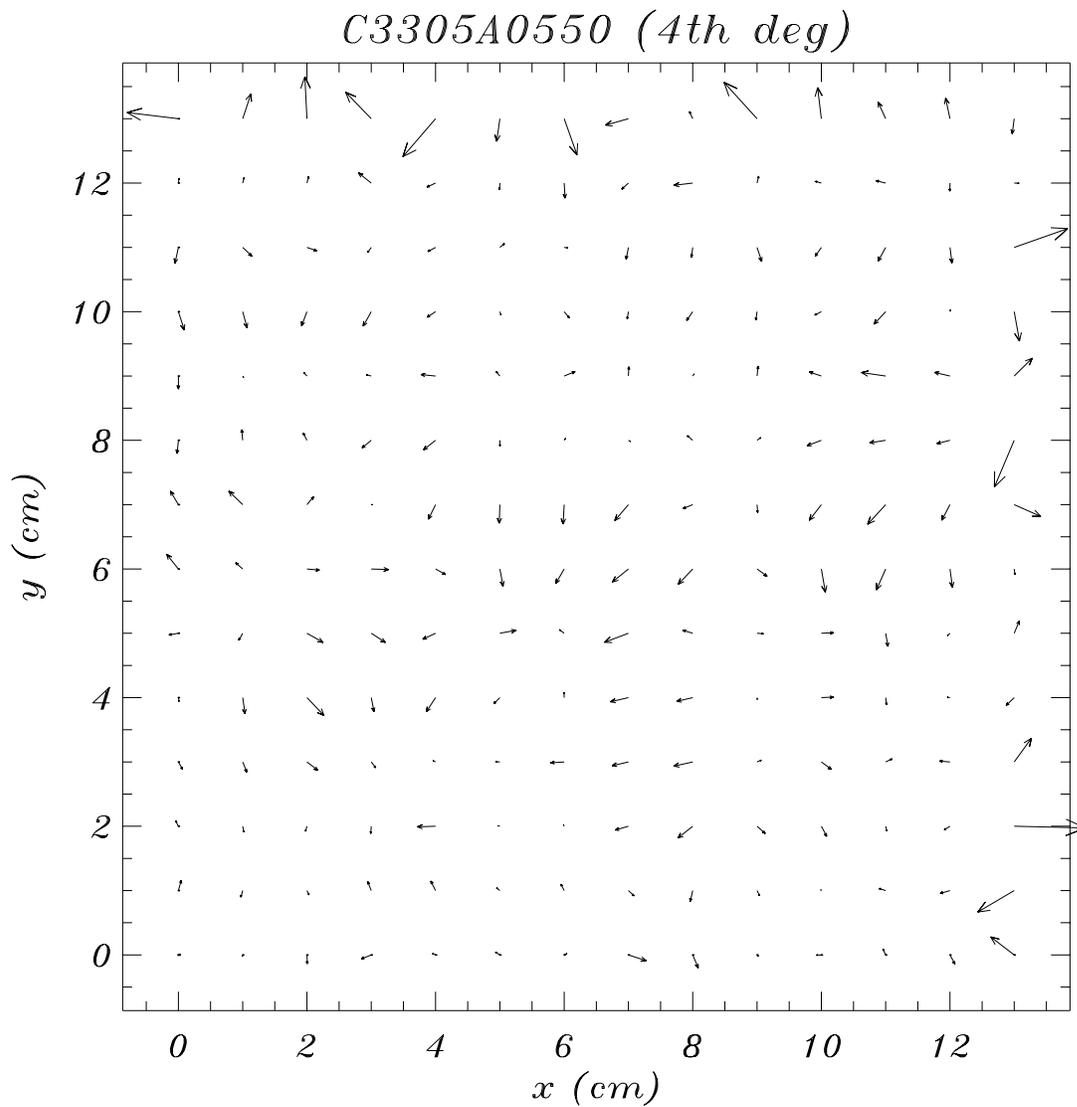


Figura 5.3: Comportamiento espacial de los residuos de la transformación polinómica de cuarto grado entre la placa origen A 550 y la placa patrón OCA 3305. Cada flecha representa el residuo promedio en un cuadrado de $1\text{ cm} \times 1\text{ cm}$. Una flecha de longitud equivalente a 1 cm representa un residuo de $0.25\ \mu\text{m}$

(octavo o tal vez mayor), por lo que preferimos eliminar esta placa para aplicaciones astrométricas. La calidad fotométrica de esta placa es satisfactoria, por lo que se empleó como fuente para la fotometría fotográfica en la banda V , como se indicó en el capítulo 4.

La placa OCA 3314 tiene como base de la emulsión no vidrio, sino un soporte plástico. Con el fin de la producción de placas de cristal en los años 90, el uso de sustratos plásticos para emulsiones fotográficas de gran formato es una alternativa que se está tomando en consideración en muchos observatorios, al menos hasta que la tecnología CCD sea capaz de cubrir campos amplios con suficiente calidad astrométrica. La inclusión de una placa plástica entre nuestro material proporciona una oportunidad para poner a prueba las prestaciones astrométricas y fotométricas de este tipo de detectores, comparados con las placas de vidrio clásicas.

La precisión fotométrica de la placa OCA 3314 es excelente. Su combinación de filtro y emulsión se corresponde con la banda R (tabla 3.2), y la sensibilidad de la emulsión es lo bastante buena como para arrojar residuos muy bajos en la calibración fotométrica (tabla 4.1). Sin embargo, la transformación astrométrica al sistema de la placa patrón evidenció la presencia de un patrón de deformación horizontal mezclado con efectos locales fuertes. Parece verosímil que esta deformación esté presente no sólo en la zona digitalizada para este estudio (13×13 cm), sino que se extienda también al resto de la placa. Polinomios de grados elevados reducen, pero no eliminan este patrón de residuos (Fig. 5.4), y algunas tendencias sistemáticas permanecen incluso con una transformación de octavo grado.

Concluimos que la placa OCA 3314 padece una deformación espacial general según un patrón de bandas de 1-2 cm de anchura, paralelo al eje x , aparte de otros efectos locales (puntos de fuente y sumidero). Las tendencias sistemáticas inducidas por esta deformación no son fáciles de eliminar, y la mejor solución es desechar la película para aplicaciones astrométricas. Merece la mayor atención elucidar si estas conclusiones podrían extenderse o no a todas las placas basadas en soporte plástico o no. Para ello, sería interesante efectuar comparaciones intensivas con soportes plásticos de diferentes tipos, pero semejante estudio queda fuera de los propósitos de este trabajo.

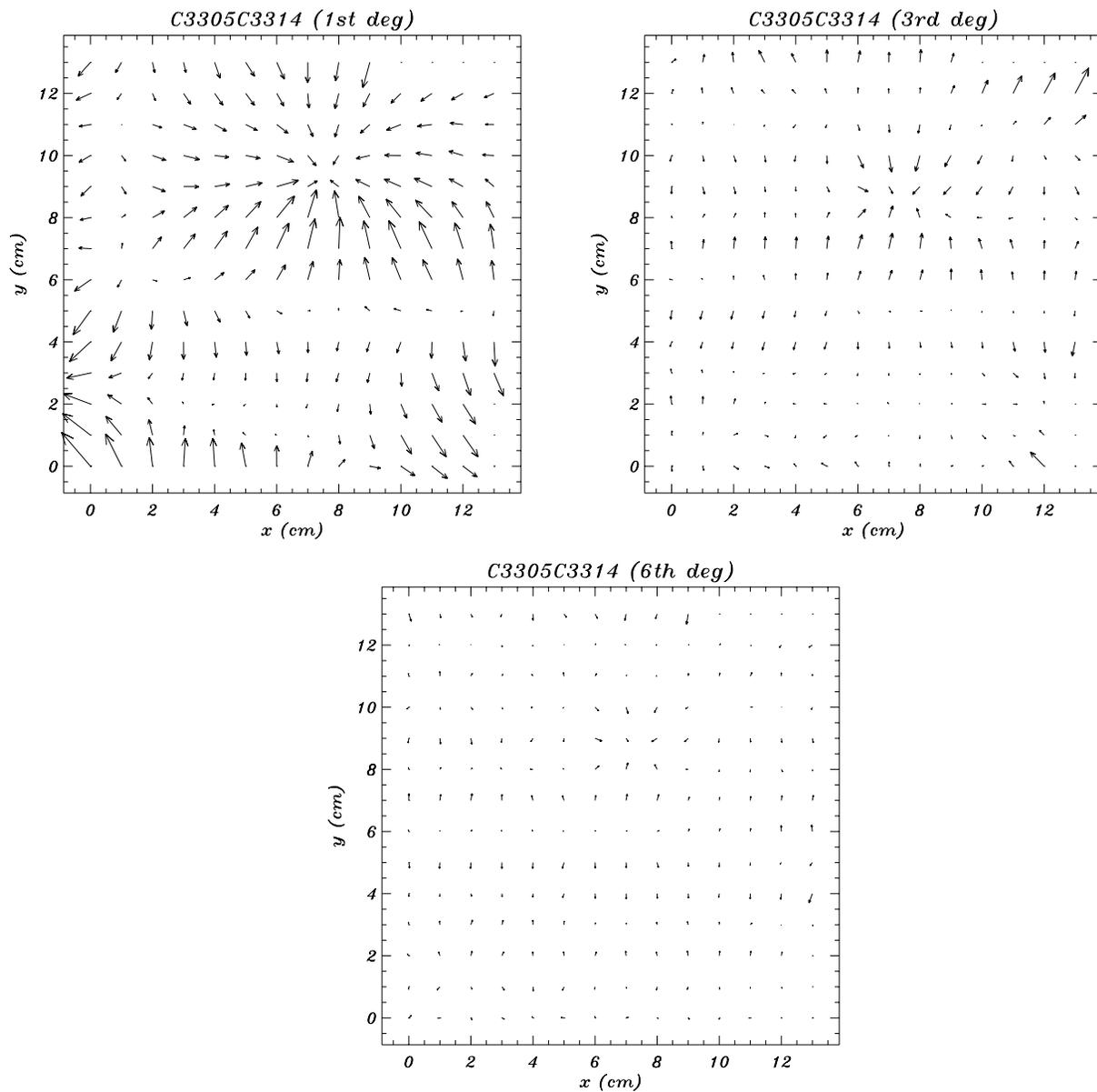


Figura 5.4: Comportamiento espacial de los residuos de la transformación entre la placa de soporte plástico OCA 3314 y la placa patrón OCA 3305 para diferentes grados polinómicos: primer grado (arriba, izquierda), tercero (arriba, derecha) y sexto (abajo). Cada flecha representa el residuo promedio en un cuadrado de $1\text{ cm} \times 1\text{ cm}$. Una flecha de longitud equivalente a 1 cm representa un residuo medio de $1\text{ }\mu\text{m}$ (esta escala es cuatro veces mayor que la de la figura 5.3)

5.4 Efectos de magnitud

Como es sabido, la respuesta no lineal de un detector y/o la presencia de una PSF^a asimétrica puede introducir desplazamientos de las posiciones estelares dependientes de la magnitud en detectores bidimensionales. Hay varias causas que pueden conducir a una PSF asimétrica, la más frecuente de las cuales la constituye el error de seguimiento. La no linealidad de la respuesta fotográfica hace que, si la PSF es asimétrica, el perfil registrado para objetos de brillos distintos sea distinto también. Finalmente, hay que tener en cuenta que una PSF asimétrica podría introducir efectos dependientes de la magnitud en las posiciones estelares según el método empleado para su determinación (figura 5.5). Estos efectos, normalmente llamados *ecuación de magnitud*, inducen tendencias dependientes del brillo de los astros que pueden propagarse a los movimientos propios finales (Dinescu *et al.* 1996) y provocar sesgos notables en la interpretación de los resultados si no se evalúan y corrigen de manera adecuada.

Denominaremos *ecuación de magnitud inter-placa* a los efectos de magnitud involucrados en las transformaciones entre placas distintas. Nuestro tratamiento específico de los mismos se describe en detalle en el apartado 5.4.2. Otro tipo de efectos dependientes de la magnitud está presente en nuestros datos MAMA, debido a la interacción entre una PSF asimétrica y el sistema de procesamiento multi-umbral aplicado a las imágenes. Llamamos a este efecto *ecuación de magnitud intra-placa*, y pasamos a discutirlo en el apartado siguiente.

5.4.1 Ecuación de magnitud intra-placa

Consideremos una PSF asimétrica registrada en una placa fotográfica. Cuando este perfil es seccionado a diferentes umbrales de densidad, tal y como se hizo con nuestras medidas MAMA, los fotocentros de los perfiles resultantes no coinciden en general (el efecto es equivalente al representado en la figura 5.5). Como las posiciones aceptadas para las estrellas en cada placa se obtuvieron como el promedio de las medidas en los diferentes umbrales, es importante tener en cuenta este efecto para no degradar la calidad de la astrometría resultante. Si una placa está afectada

^aDel inglés *Point Spread Function*: función que describe el perfil registrado en el detector para una fuente real estrictamente puntual.

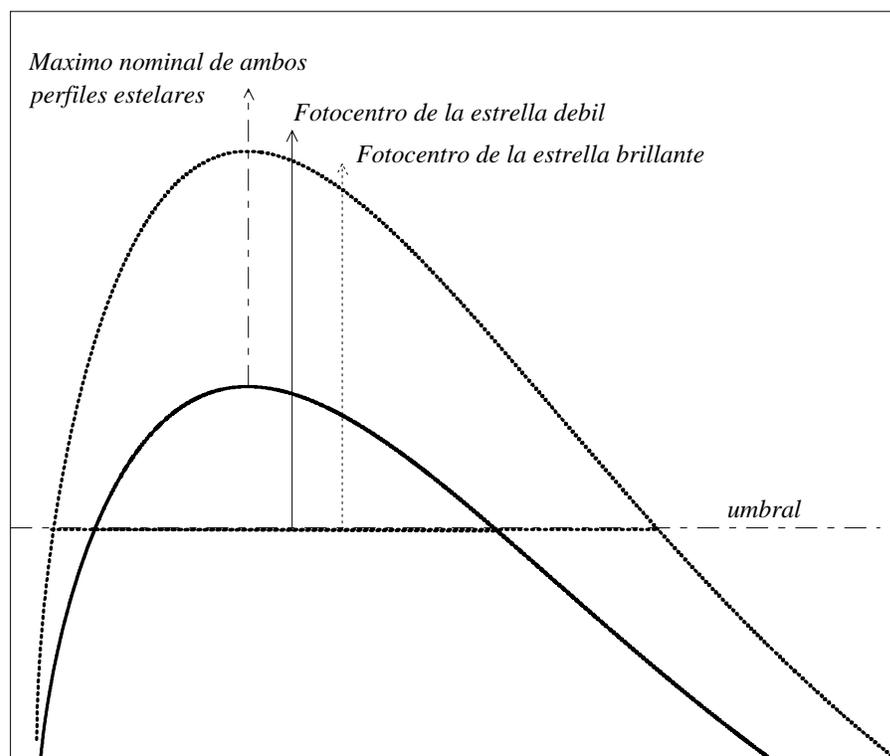


Figura 5.5: Ecuación de magnitud inducida por una PSF asimétrica: los fotocentros hallados a un mismo umbral de intensidad para estrellas de brillos distintos que ocupan la misma posición no coinciden. El efecto es equivalente al que se produce al seccionar una misma estrella a niveles de intensidad distintos

por ecuación de magnitud, el desplazamiento posicional de los fotocentros entre dos umbrales cualesquiera puede ser distinto para estrellas de diferentes brillos. Como la inspección visual de varias placas parecía indicar la presencia de problemas de guiado (apartado 3.1.3), decidimos comprobar y corregir la ecuación de magnitud intra-placa para todas las placas medidas con la MAMA.

Para ello se procedió a seleccionar un umbral de referencia en cada placa, procurando mantener el mayor rango dinámico posible. La diferencia de posiciones entre fotocentros medidos en el umbral de referencia y en el resto de umbrales se representó como función del flujo medido. Las diferencias se promediaron en intervalos de flujo y se trazó un *spline* cúbico siguiendo las medias resultantes, el cual se empleó como representación de la ecuación de magnitud relativa entre cada umbral y el umbral de referencia.

En general, las ecuaciones de magnitud intra-placa detectadas fueron pequeñas. En la mayoría de los casos, los efectos permanecieron por debajo de $\pm 1\mu\text{m}$, y alcanzaron como máximo $2\mu\text{m}$ en el extremo brillante de algunos umbrales (T 109). En un caso (T 6573), las ecuaciones llegaron a $\pm 2\mu\text{m}$ ó $\pm 3\mu\text{m}$ en algunos intervalos de flujo. Las placas OCA (y, entre ellas, la seleccionada como patrón, OCA 3305) tienen una ecuación de magnitud intra-placa prácticamente nula.

Las posiciones aceptadas para las estrellas en cada placa se calcularon transformando todos los umbrales al sistema de ecuación de magnitud del umbral de referencia, y promediando a continuación las distintas posiciones estelares empleando como peso el área del objeto en cada umbral. Por supuesto, la corrección de la ecuación de magnitud intra-placa no elimina los efectos de magnitud de los datos: simplemente, los reduce a un sistema de ecuación de magnitud común (la del umbral de referencia).

5.4.2 Ecuación de magnitud inter-placa

El método clásico para el tratamiento de los efectos de magnitud en las transformaciones de placas consiste en incluir términos dependientes de la magnitud en los modelos de placa, como se muestra en las ecuaciones 5.1.1 y 5.1.2. Los términos $Q_x(x, y, m)$ y $Q_y(x, y, m)$ suelen construirse como polinomios no completos, con varios términos dependientes solamente de la magnitud (lineales o cuadráticos),

y añadiendo varios términos mixtos con dependencia tanto de las coordenadas como de la magnitud si determinadas aberraciones, tales como el coma, son importantes. A veces se introducen términos dependientes del color en las transformaciones geométricas.

Tal y como indican Kozhurina-Platais *et al.* (1995), no es éste el mejor modo de tratar los efectos de magnitud. Las ecuaciones de magnitud no se representan adecuadamente por medio de funciones polinómicas. Además, existe una dependencia *real*, intrínseca, de los movimientos propios en función de la magnitud: las estrellas brillantes están más cerca del Sol en términos estadísticos y, por ello, muestran movimientos propios mayores. Este efecto podría ser malinterpretado por los ajustes e introducido en los términos dependientes de la magnitud, con lo que se eliminaría información física relevante de los datos y se sesgarían los resultados. No es menos importante el hecho de que la ecuación de magnitud suele ser mayor para estrellas brillantes, entre las cuales se espera la mayor contribución de miembros del cúmulo. Estos miembros tienen un comportamiento cinemático específico que debería permitir distinguirlos de la población de campo, y que podría ser interpretado de modo erróneo por el método clásico que incorpora términos dependientes de la magnitud en los modelos de placa.

Por todas estas razones, y siguiendo a Kozhurina-Platais *et al.* (1995), tratamos las ecuaciones de magnitud inter-placa separadamente, sin incorporarlas como términos dependientes de la magnitud en las ecuaciones 5.1.1 y 5.1.2. Un método similar fue adoptado por Kharchenko *et al.* (1997). Para la evaluación y corrección de los efectos de magnitud de todas las placas, se siguieron varios pasos.

El primer paso implicó la corrección de las placas modernas (y la placa patrón entre ellas) a través de la comparación con medidas astrométricas CCD contemporáneas. Como lo ilustra la figura 5.5, las posiciones estelares (x,y) CCD determinadas en cada toma individual en el capítulo 2 están libres de efectos de magnitud, gracias al carácter lineal del detector y a la utilización de un algoritmo de búsqueda de máximos de intensidad para la medida de las posiciones (algoritmo FIND en DAOPHOT, Stetson 1987). Como las tomas CCD abarcan tan sólo unos pocos minutos de arco, otros defectos ópticos, tales como el coma, no afectan la astrometría CCD. La comparación de las posiciones estelares medidas en campos CCD individuales y en placas fotográficas contemporáneas permite evaluar y corregir los desplazamientos dependientes del brillo debidos a los efectos de magnitud.

Tras la corrección de las placas modernas, las placas de épocas antiguas se compararon con ellas para proceder a su corrección. Los movimientos propios interfieren con la ecuación de magnitud en este tratamiento de placas antiguas. La fotometría CCD del capítulo 2 y el cálculo de unos movimientos propios preliminares permitió separar los efectos cinemáticos reales de la ecuación de magnitud en el tratamiento de placas antiguas.

Placas modernas

Todas las placas modernas (CAHA, OCA) fueron obtenidas en un intervalo temporal de un año, por lo que, salvo para estrellas con movimiento propio relativo superior a 60 mas yr^{-1} (que mostrarían desplazamientos cercanos a $1 \mu\text{m}$), cualquier diferencia de posiciones estelares entre estas placas debe atribuirse no a los movimientos propios, sino a efectos geométricos o a la ecuación de magnitud. Si se admite que los polinomios bidimensionales completos sin dependencia fotométrica seleccionados para cada placa origen en el apartado 5.2 son una buena representación de las diferencias geométricas con la placa patrón, entonces los residuos de las transformaciones deben mostrar solamente la ecuación de magnitud y el ruido intrínseco de las medidas.

La inspección de estos residuos en función del brillo muestra la tendencia de las ecuaciones de magnitud relativas entre cada placa origen y la placa patrón (la figura 5.6 muestra un ejemplo). Estas ecuaciones de magnitud se representaron mediante puntos discretos, calculados promediando los residuos en intervalos de magnitud (incorporando un criterio de eliminación por 3σ). La ecuación de magnitud relativa de cada placa origen se representa como un *spline* cúbico trazado a través de esos puntos.

Tras determinar y corregir la ecuación de magnitud de cada placa origen moderna, los residuos de la transformación a la placa patrón fueron analizados en busca de efectos dependientes del color o de las cantidades xm e ym , donde x e y son las coordenadas espaciales y m es un estimador de la magnitud. No se apreciaron tendencias sistemáticas.

En esta etapa del proceso, todas las placas modernas están afectadas por la misma ecuación de magnitud: la de la placa patrón. Para eliminar este último efecto se recurrió a los datos astrométricos CCD. Las posiciones en la placa patrón

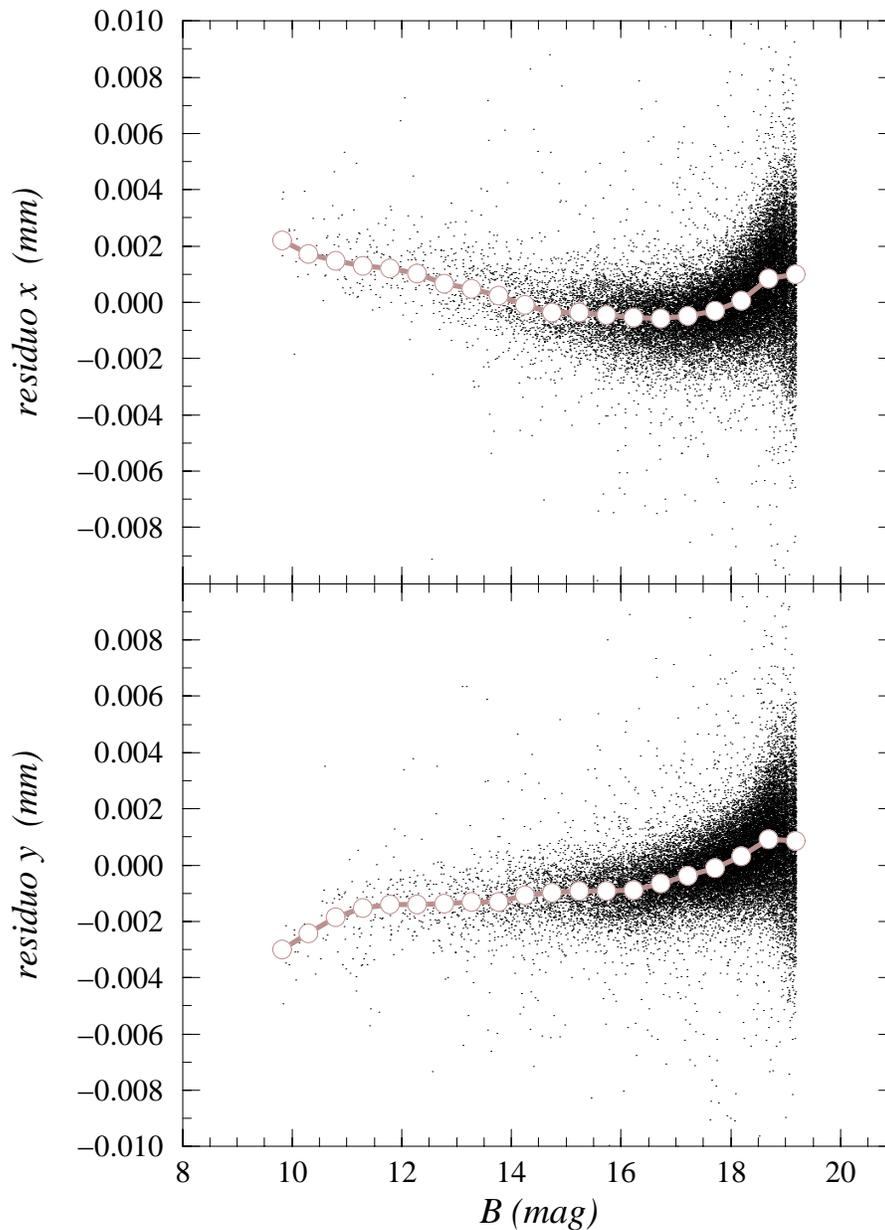


Figura 5.6: Los residuos de la transformación de la placa origen A 550 a la placa patrón OCA 3305 mediante un polinomio bidimensional completo de cuarto grado sin términos dependientes de la magnitud, representados en función de la magnitud. El *spline* trazado a través de los promedios calculados en intervalos de magnitud (círculos blancos) permite la corrección de la ecuación de magnitud relativa entre ambas placas