

# **POSICIONES DE PRIMERA ÉPOCA Y MOVIMIENTOS PROPIOS CON PLACAS CARTE DU CIEL DE CÓRDOBA**

por Iván Heriberto Bustos Fierro

Presentado ante la Facultad de Matemática, Astronomía y Física como  
parte de los requerimientos para la obtención del grado de  
Doctor en Astronomía de la

**UNIVERSIDAD NACIONAL DE CÓRDOBA**

Septiembre, 2007

© FaMAF – UNC 2007

Director: Jesús H. Calderón  
Grupo de Astrometría y Desarrollo Instrumental  
Observatorio Astronómico - Universidad Nacional de Córdoba

95.10.Jk  
97.10.Wn  
95.75.Tv  
95.75.Mn  
97.10.Yp  
98.20.Di

*Si quelqu'un aime une fleur qui n'existe qu'à un  
exemplaire dans les millions et les millions d'étoiles,  
ça suffit pour qu'il soit heureux quand il les regarde.*

Antoine de Saint-Exupéry (Le Petit Prince)

## RESUMEN

El presente trabajo de tesis tiene como objetivo principal el desarrollo y evaluación de una metodología para la digitalización y medición de las placas fotográficas del Observatorio Astronómico de Córdoba, principalmente aquellas de la colección Carte du Ciel. La ventaja fundamental de esta nueva metodología es que puede ser implementada íntegramente con los recursos técnicos específicos que se disponen actualmente en el Observatorio de Córdoba.

Las posiciones que se obtienen empleando Tycho-2 como catálogo de referencia, tienen la máxima precisión alcanzable con las placas CdC –del orden de  $0.20''$  para la época de la placa– determinada tanto por los errores de medición como por el error de los movimientos propios del catálogo de referencia. Son en consecuencia suficientemente precisos para la determinación de movimientos propios de calidad astrométrica.

Los movimientos propios obtenidos a partir de la combinación de las placas CdC con catálogos astrométricos modernos –UCAC2 y USNO-B1.0– tienen precisión media de  $2\text{msa/año}$ , con lo cual pueden ser aplicados a diversos problemas astrométricos, entre ellos la determinación de probabilidad pertenencia de estrellas a cúmulos abiertos.

La metodología desarrollada fue empleada sobre la placa 6448 de la colección CdC de Córdoba para obtener posiciones de primera época –1917.13– y movimientos propios de más de 4000 estrellas en un campo de  $2^\circ \times 2^\circ$  que contiene al cúmulo abierto NGC 2587. Con estos datos se analizó estadísticamente la densidad estelar proyectada a fin de posicionar el cúmulo, y se determinaron probabilidades de pertenencia de las estrellas al mismo a partir de sus movimientos propios empleando un método no-paramétrico para el modelado de las distribuciones de movimientos propios del campo y del cúmulo. Este trabajo constituye así el primer estudio astrométrico en el campo del cúmulo abierto NGC 2587.

## ABSTRACT

The first aim of this work is the development and evaluation of a methodology for digitizing and measuring photographic plates of Córdoba Observatory, mainly the ones from Carte du Ciel collection. This methodology can be fully accomplished with the actual technical resources at Córdoba Observatory.

Using Tycho-2 as the reference catalog, the positions have the highest possible accuracy for CdC plates –around  $0.20''$  at the epoch of the plate– limited by the measuring errors and the errors of the proper motions in the reference catalog. These first epoch positions are useful for the determination of proper motions.

Proper motions determined from the combination of CdC plates with modern astrometric catalogs –UCAC2 and USNO-B1.0– have mean errors of  $2\text{mas/year}$ . Therefore they can be applied in a number of astrometric problems such as the determination of membership probabilities in galactic open clusters.

The developed methodology was applied in the measuring of plate CdC 6448 in order to obtain first epoch positions –1917.13– and proper motions of over 4000 stars in a field of  $2^\circ \times 2^\circ$  containing the open cluster NGC 2587. The center of the cluster was determined from a statistical analysis of the surface stellar density, and membership probabilities of the stars in the field were determined from a non-parametric analysis of the proper motions distributions. This is the first astrometric research in the field of the open cluster NGC 2587.

## CAPÍTULO 1: INTRODUCCIÓN Y ANTECEDENTES

Un registro único del cielo tomado en el siglo pasado está contenido en las placas fotográficas de los observatorios más antiguos. Dicho material puede proveer información para investigaciones actuales si es medido con técnicas e instrumentos suficientemente precisos disponibles en la actualidad. La explotación de las placas fotográficas ha sido automatizada gracias al empleo de los microdensitómetros instalados en numerosos países, cuyo principio de base es la lectura en transparencia de placas o películas fotográficas ubicadas sobre una mesa horizontal móvil según dos ejes. Una lámpara ilumina la placa desde abajo y se lee la señal transmitida por la placa gracias a un detector, generalmente multicanal.

El presente trabajo de tesis tiene como objetivo principal el desarrollo y evaluación de un método para la medición de placas fotográficas en programas de Astrometría utilizando una cámara CCD como elemento digitalizador, el cual podrá ser empleado para el aprovechamiento científico del importante conjunto de placas contenidas en el archivo del Observatorio de Córdoba, muchas de ellas con más de 80 años de antigüedad, lo que las hace especialmente valiosas para la determinación de movimientos propios. Este método es aplicado a una placa de la colección Carte du Ciel para determinar posiciones de primera época de las estrellas en un campo de  $2^\circ$  de lado que contiene al cúmulo abierto NGC 2587. Estas posiciones, combinadas con posiciones actuales, permiten obtener los movimientos propios que finalmente son empleados para analizar las probabilidades de pertenencia de las estrellas al mencionado cúmulo.

### 1. Definición y objetivos de la Astrometría

**"La Astrometría es la rama de la Astronomía que tiene por objeto determinar las posiciones de los astros y por extensión sus formas y dimensiones. Estos parámetros son en general variables con el tiempo. La Astrometría tiene, por lo tanto, como primer objetivo la descripción del movimiento de los astros en función del tiempo"** (Kovalevsky 1995). Un tipo de estos movimientos, el llamado movimiento propio, es de particular importancia tanto para el mantenimiento de los sistemas de referencia propios de la misma Astrometría como para investigaciones de la Astrofísica, especialmente las relacionadas a grupos o sistemas estelares.

La definición dada es suficientemente amplia como para permitir que cualquier objeto astronómico sea plausible de algún tipo de estudio astrométrico, al menos potencialmente. Por lo tanto es importante delimitar los objetivos de tal estudio y saber a qué otra rama de la Astronomía, u otra disciplina, le serán útiles los resultados que se puedan obtener.

En lo que se refiere a las estrellas, que son el objeto de las mediciones que se efectúan aquí, se pueden determinar varios parámetros que describen propiedades cinemáticas aparentes, como son las paralajes trigonométricas, el movimiento orbital de sistemas dobles o múltiples y los movimientos propios. Cada uno de ellos aporta información para la solución de algún problema de Astrofísica estelar. En particular, los movimientos propios y las velocidades radiales están entre los parámetros más importantes para el estudio de la cinemática y la dinámica de grupos de estrellas. Ellos permiten conocer los movimientos dentro de cúmulos, detectar asociaciones, analizar

los movimientos dentro de la Galaxia y derivar relaciones entre la cinemática y las propiedades astrofísicas de las estrellas, lo cual lleva a mejorar el entendimiento de la evolución galáctica. Además, son los datos observacionales básicos para determinar la estructura de la Vía Láctea y su campo gravitatorio, y con este último la distribución de masa.

Por otro lado, independientemente de cualquier aplicación en otras áreas de la Astronomía, es necesario continuar las mediciones que sirven a la misma Astrometría, a fin de tener una mejor materialización de los sistemas de referencia, y contar con posiciones precisas en un amplio rango de magnitudes y longitudes de onda.

## 2. Sistemas de referencia

Desde un punto de vista teórico se dice que las posiciones están referidas a algún **sistema de referencia**, aunque en la práctica se miden con respecto a un conjunto de objetos concretos que constituyen un **marco de referencia**.

Un sistema de referencia es un sistema de ejes coordenados construidos de tal forma que permite describir cuantitativamente las posiciones y movimientos de puntos pertenecientes a un mismo conjunto físico; pero en el cielo no hay líneas materiales correspondientes a los ejes o los círculos máximos del sistema de coordenadas, y por lo tanto hace falta un conjunto de puntos materiales a los cuales referirse. Ellos constituyen el marco de referencia.

En la construcción de un marco de referencia se pasa por varios estados conceptuales o prácticos, a saber:

1. Concepción del *sistema de referencia ideal* definido según un conjunto de propiedades dadas por un principio general.
2. Elección de una estructura física, que se supone que cumple las propiedades enunciadas en 1, la cual constituye el *sistema de referencia propiamente dicho*.
3. Modelización de la estructura física elegida en base a ecuaciones donde intervienen parámetros tanto observacionales -conocidos- como convencionales -arbitrarios- que constituyen una aproximación del sistema de referencia ideal, obteniéndose un *sistema de referencia convencional*.
4. Materialización del sistema por medio de un conjunto de objetos físicos que forman el *marco de referencia*, cuyas posiciones se conocen con gran precisión, mediante la aplicación del modelo convencional, y que se vuelcan en **catálogos de referencia**.

El sistema de referencia ideal puede estar definido en base a propiedades dinámicas (ecuaciones de movimiento) o cinemáticas (descripción del movimiento), cada una de las cuales da origen a un marco de referencia distinto. Hasta el año 1997 el sistema de referencia adoptado por la Unión Astronómica Internacional (U.A.I. o I.A.U. indistintamente) era de tipo dinámico y estaba materializado por el catálogo estelar FK5 (Fricke et al. 1988). En el año 1991 la U.A.I. decidió que su sistema de referencia estaría materializado en base a las coordenadas precisas de radiofuentes extragalácticas y por lo tanto sería de tipo cinemático. La recomendación correspondiente (Bergeron 1992) especificaba que su origen debía estar en el baricentro del Sistema Solar y sus ejes fijos con respecto a los objetos extragalácticos.

Una de las misiones del Servicio Internacional de Rotación de la Tierra (IERS: International Earth Rotation Service) es mantener un sistema de referencia para su aplicación en astronomía, en navegación espacial y en geodinámica. El Sistema de Referencia Celeste del IERS (ICRS), materializado por las coordenadas ecuatoriales J2000.0 de radiofuentes extragalácticas compactas medidas por interferometría de muy

larga base (VLBI) satisfacía las recomendaciones de la U.A.I. Por este motivo a partir del 1° de enero de 1998 el sistema de referencia adoptado por la I.A.U. es el International Celestial Reference System –ICRS– como fue definido por el IERS (Arias et al. 1995). El marco de referencia correspondiente es el International Celestial Reference Frame –ICRF–, que es de naturaleza cinemática y está basado en unas centenas de objetos extragalácticos observables en radio, considerándose al Catálogo Hipparcos como la realización primaria del ICRF para longitudes de onda ópticas (I.A.U. 1997). A fin de lograr una continuidad entre los sistemas de referencia, en la nueva definición se mantuvieron las direcciones definidas por el ecuador medio y el equinoccio dinámico en la época de referencia J2000.0 para la orientación de los ejes. Como resultado las posiciones de dichos ejes son consistentes entre los dos sistemas, dentro de la precisión del catálogo FK5.

### **3. Catálogos astrométricos: referencia y comparación**

A los fines del presente trabajo, es necesario contar con un conjunto denso de posiciones de referencia, ya que las dimensiones de los campos a estudiar son típicamente del orden de 30' a 2° de lado. Además, para alcanzar una buena precisión en los resultados es deseable que la época del catálogo y la época de la observación estén lo más próximas posible, esto debido a que el error en los movimientos propios de las estrellas de referencia se propaga a las posiciones de éstas de forma lineal con el tiempo.

Otra cuestión a resolver, que si bien no influye en la aplicación del método pero hace a su evaluación, es la de contar con un conjunto de posiciones y/o movimientos propios de comparación, según el tipo de medición que se haga. Dicho conjunto deberá ser suficientemente denso para proveer, dentro de las reducidas dimensiones de los campos a estudiar, una cantidad de datos que permita un adecuado tratamiento estadístico.

Si se quisieran comparar movimientos propios, no existe un catálogo que contenga la cantidad necesaria de éstos, salvo para algunas regiones selectas que han sido estudiadas minuciosamente por presentar algún interés particular. La solución alternativa que se consideró para un caso así es la de comparar posiciones en las dos épocas de interés, evaluar sus precisiones, y luego inferir la precisión con que se obtendrían los movimientos propios.

Los catálogos que se describen a continuación fueron considerados como posibles fuentes de posiciones de referencia y/o comparación.

#### **3.1. Hipparcos Catalog (European Space Agency 1997)**

Es el catálogo de posiciones, movimientos propios y paralajes obtenidos a partir de las observaciones del satélite astrométrico Hipparcos de la Agencia Espacial Europea. Un subconjunto de este catálogo constituye el Hipparcos Catalog Reference Frame –HCRF– que es la materialización primaria del ICRF para las longitudes de onda ópticas. Sus posiciones, paralajes y movimientos propios anuales están dados con precisión del orden de 0.001". La densidad media es de 3 estrellas por grado cuadrado y su época media es 1991.25.

#### **3.2. Tycho Catalog (European Space Agency, 1997)**

Es el catálogo de posiciones, movimientos propios y paralajes obtenidos de las observaciones del “star mapper” del satélite astrométrico Hipparcos. Dado que los

parámetros astrométricos están dados en el mismo sistema de referencia que el Catálogo Hipparcos, constituye una extensión del ICRF. Las precisiones son del orden de 0,015" en posiciones, paralajes y movimientos propios anuales. La densidad media es de 25 estrellas por grado cuadrado y su época media, al igual que Hipparcos, es 1991.25.

### **3.3. AC2000: The Astrographic Catalogue on the Hipparcos System (Urban et al. 1997a)**

El Catálogo Astrográfico (CA) fue un emprendimiento internacional destinado a medir las posiciones de todas las estrellas hasta la magnitud 11.0, para lo cual se dividió todo el cielo en 22 zonas de declinación, cada una de las cuales fue asignada a un observatorio diferente. El United States Naval Observatory llevó a cabo una nueva reducción de todas las mediciones del CA completo, resultando el catálogo AC2000 que contiene más de 4 millones de estrellas con posiciones en el HCRF (J2000.0) en las épocas de observación que varían según la zona. La zona de Córdoba tiene épocas entre 1909 y 1913.

### **3.4. ACT Reference Catalog (Urban et al. 1997b)**

Es un catálogo de posiciones y movimientos propios derivados de la combinación de las nuevas reducciones del Catálogo Astrográfico (AC2000) y el Catálogo Tycho. La precisión en las posiciones es similar al Catálogo Tycho, pero los movimientos propios se ven notablemente mejorados con la incorporación del AC2000, llegando a alrededor de 0.003" por año. Su densidad media, como en el catálogo Tycho, es de 25 estrellas por grado cuadrado.

### **3.5. Tycho-2 Catalog (Høg et al. 2000)**

Es un catálogo de referencia astrométrico que contiene posiciones y movimientos propios así como fotometría en dos colores para las 2,5 millones de estrellas más brillantes del cielo. Las posiciones y magnitudes están basadas en las mismas observaciones que el catálogo Tycho (ESA SP-1200, 1997) recogidas con el "star mapper" del satélite astrométrico Hipparcos, aunque Tycho-2 es más grande y ligeramente más preciso debido a una técnica de reducción más avanzada. Los movimientos propios con precisión de alrededor de 2.5 msa/año se obtuvieron de la combinación con el Catálogo Astrográfico y otros 143 catálogos astrométricos terrestres, todos ellos reducidos al HCRF, con lo cual Tycho-2 supera a sus predecesores Tycho y ACT.

### **3.6. USNO-A2.0: A Catalog of Astrometric Standards (Monet et al. 1998)**

Provee ascensiones rectas y declinaciones en el ICRS materializado por el catálogo ACT, con precisiones de 0.15", obtenidas a partir de las mediciones de las placas O y E del Palomar Sky Survey I, las placas J del U.K. Science Research Council Survey, y las placas R del European Southern Observatory. Cubre todo el cielo hasta la magnitud 21 aproximadamente, según el filtro. La densidad media es mayor que 10000 objetos por grado cuadrado, y la época de las observaciones va desde 1949 hasta 2002, dependiendo de la zona.

### 3.7. USNO-B1.0 (Monet et al. 2003)

Está basado en una nueva reducción de las mismas mediciones empleadas en la construcción de USNO-A2. Como parte del programa de la Precision Measuring Machine (PMM) se escanearon las placas del Northern Proper Motion (Klemola et al. 1987) y del Southern Proper Motion (Platais et al. 1998), y se compiló un catálogo astrométrico llamado YS4.0. La magnitud límite del YS4.0 es aproximadamente  $V=18$ , y estas estrellas no están saturadas en las placas Schmidt, a diferencia de lo que ocurre con las estrellas Tycho-2 que se emplearon para la reducción de USNO-A2.0. El proceso de calibración fija en cero el movimiento medio de todos los objetos que correlacionan con alguna entrada en el catálogo YS4.0 empleado para la reducción astrométrica, aunque la época media de este catálogo se encuentra alrededor de 1975. En consecuencia USNO-B1 presenta movimientos propios relativos, no absolutos, por lo que deben usarse con precaución. Si sólo se requieren posiciones los autores recomiendan emplear las mismas dadas para la época media. Las posiciones y los movimientos propios están dados en ecuador y equinoccio J2000.0, época 2000.0.

### 3.8. UCAC2: Second U.S. Naval Observatory CCD Astrographic Catalog

Es la segunda entrega de proyecto UCAC que se describe en Zacharias et al. (2000), diseñado para observar todo el cielo para la magnitud R entre 7.5 y 16, con errores de 20 msa para las posiciones de estrellas en el rango de magnitudes de 10 a 14. Se trata de un catálogo astrométrico de alta precisión y alta densidad que contiene más de 48 millones de estrellas que cubren el cielo desde  $-90^\circ$  de declinación hasta  $+40^\circ$ , llegando en algunas zonas hasta  $+52^\circ$ . Se proveen posiciones y movimientos propios en el ICRS para la época J2000.0.

## 4. Los proyectos Catálogo Astrográfico y Carte du Ciel

El proyecto Carte du Ciel, iniciado en 1887 por el Congreso Astrográfico Internacional llevado a cabo en París, tuvo dos objetivos:

- 1- El Catálogo Astrográfico, completo hasta la magnitud fotográfica 11, el cual fue terminado y publicado. Sus posiciones han sido ampliamente usadas para investigaciones astrométricas y trabajos de catalogación. En el año 1997 Urban et al., del U.S. Naval Observatory, construyeron el catálogo AC2000: The Astrographic Catalogue on the Hipparcos System, volviendo a reducir las coordenadas rectangulares x,y medidas sobre cada placa con un nuevo conjunto de estrellas de referencia compilado con ese fin, y en el sistema de referencia del catálogo Hipparcos. La zona de Córdoba consta de unas 2500 placas que cubren la franja de  $-24^\circ$  a  $-32^\circ$  de declinación (B1900.0) y fueron tomadas entre 1909 y 1913 (2500 placas).
- 2- La propia Carte du Ciel, un atlas fotográfico hasta la magnitud fotográfica 14 que nunca fue completado. Por un lado sólo algunos observatorios, entre los que se encuentra el de Córdoba, terminaron de fotografiar sus respectivas zonas, y por otro lado en la mayoría de los observatorios no se imprimieron en papel todas las placas tomadas, como ocurrió en Córdoba, y en consecuencia éstas nunca se reunieron para formar el pretendido atlas. La zona de Córdoba consta de unas 1300 placas que cubren la franja de  $-24^\circ$  a  $-32^\circ$  de declinación (B1900.0) y fueron tomadas entre 1913 y 1926.



Con estos objetivos se fotografió todo el cielo en placas de  $2^\circ \times 2^\circ$  con una escala de  $1'/\text{mm}$ . La zona de placas centradas entre  $-24^\circ$  y  $-31^\circ$  de declinación (equinoccio 1900.0) fue asignada al Observatorio de Córdoba (entonces Observatorio Nacional Argentino) en 1900. Esta franja es particularmente importante porque pasa por el centro galáctico y el polo sur galáctico.

Las placas se tomaron con el Astrógrafo Carte du Ciel que tiene una montura Gautier y una optica Henry, de 3.47 m de distancia focal,  $f/10$  diseñado para este proyecto. Sobre cada placa se efectuaron tres exposiciones del mismo tiempo, desplazándose cada vez el telescopio de manera que cada estrella tiene tres imágenes formando un triángulo equilátero de  $7''$  de lado. Esto contribuye a no confundir estrellas con defectos o partículas extrañas en la emulsión (Figura 1).

Además de las exposiciones sobre el cielo, estas placas muestran un reticulado que fue impreso con el objetivo de servir para la determinación de posiciones sobre las mismas. Dicho reticulado tiene una separación de 5mm entre líneas consecutivas, y dada la precisión que se esperaba alcanzar en la medición del Catálogo Astrográfico con esta misma retícula, se estima que la precisión de su trazado es del orden de 0.01mm (10 $\mu\text{m}$ ).

El conjunto de placas constituye una muestra completa de estrellas hasta la magnitud 14.5 aproximadamente. La Cartas de la Zona Córdoba no fueron publicadas y las posiciones estelares nunca medidas ya que no era éste el objetivo inicial, aunque se ha hecho en otros observatorios del mundo.

Estos proyectos constituyen los primeros registros fotográficos de todo el cielo y, como resulta evidente, su valor para estudios de movimientos propios yace en su temprana época y homogeneidad, proveyendo diferencias con épocas actuales de hasta 100 años, variando según la zona.

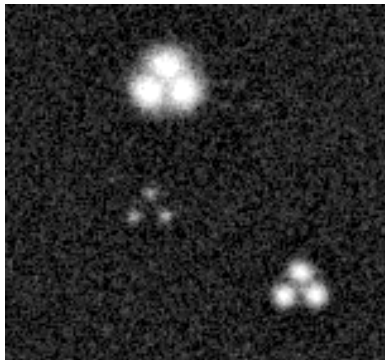


Figura 1. Detalle de imágenes estelares que muestra las exposiciones triples en forma de triángulo equilátero.

## 5. Antecedentes de utilización de placas CdC

Los principales trabajos previos referidos a mediciones digitales de placas CA-CdC son los que se mencionan a continuación junto con una breve reseña de cada uno:

**Dick et al. 1993, A&A 279, 267** (Hipparcos link with CdC triple images)

- Digitalización con MAMA:  $1\text{px}=10\mu\text{m}$
- Centrado: ajuste de 3 gaussianas elípticas superpuestas
- Se observa efecto Kostinsky, pero el centro de gravedad de las 3 imágenes no es afectado
- Error del ajuste:  $\sigma_x=0.26''$ ,  $\sigma_y=0.10''$  en la zona central de la placa

**Geffert et al. 1996, A&ASS 118, 277** (The astrometric accuracy of CdC plates...")

- Digitalización con MAMA:  $1\text{px}=10\mu\text{m}$
- Detección de objetos multi-umbral
- Centroide de los pixeles por encima de cierto umbral, pesados por su densidad
- No se observa efecto Kostinsky
- Error interno:  $\sigma_\alpha=0.12''$  a  $0.16''$ ,  $\sigma_\delta=0.10''$  a  $0.19''$
- Error posterior a la reducción:  $\sigma_\alpha, \sigma_\delta=0.14''$  a  $0.20''$
- Comparación externa:  $\sigma_\alpha=0.14''$  a  $0.18''$ ,  $\sigma_\delta=0.16''$  a  $0.19''$

**Ortiz-Gill et al. 1998, A&ASS 128, 621** (A new approach to the reduction of CdC plates)

- Digitalización con PDS 2020 GM<sup>plus</sup> de Münster:  $1\text{px}=10\mu\text{m}$
- Centrado: ajuste de 3 gaussianas elípticas superpuestas
- Se observa efecto Kostinsky
- Error interno:  $0.10''$  en la zona central;  $\sigma_x=0.15''$ ,  $\sigma_y=0.12''$  en toda la placa
- Error del ajuste:  $\sigma_x=0.16''$ ,  $\sigma_y=0.13''$

Las exposiciones triples y la presencia del retículo hacen muy difícil la medición de posiciones precisas en algunos casos debido a: 1) fusión de las tres imágenes para estrellas más brillantes que B~12; 2) presencia del efecto Kostinsky que incrementa la distancia medida entre las exposiciones; y 3) cercanía de las líneas del retículo a algunas imágenes que también puede presentar el efecto Kostinsky. Además hay aberraciones ópticas presentes, principalmente aberración esférica y curvatura de campo.

El mencionado efecto Kostinsky (de Vaucouleurs, Dragesco & Selme 1956) es un efecto de adyacencia debido al agotamiento del revelador en las zonas de alta densidad fotográfica, y afecta tanto a las distintas exposiciones de una misma estrella como a estrellas muy próximas, o próximas a una línea del retículo. En los tres trabajos mencionados se ha estudiado la presencia de este efecto. En el trabajo de Dick et al. (1993) se aprecia claramente el aumento en la distancia mutua de un par de imágenes desde 140mm para las estrellas más débiles hasta 300mm para las más brillantes. Contrariamente, en el trabajo de Geffert et al. (1996) se efectúa un estudio similar pero no se encuentra evidencia de este efecto, lo que puede deberse a que en cada caso se usan diferentes algoritmos de centrado de las imágenes.

Dado lo complejo del efecto Kostinsky, que cambia de una placa a otra y depende del proceso de revelado de cada una, aún no ha sido modelado y posiblemente nunca se haga, pero esto no es tan molesto como parece a primera vista, ya que gracias a la disposición simétrica de las tres imágenes formando un triángulo equilátero, la posición de su baricentro no se ve afectado por esta repulsión aparente de las imágenes. En cambio sí puede ser un problema, de momento insalvable, para las imágenes cercanas al retículo, aunque sólo afectaría a una pequeña fracción de estrellas.

Con respecto a las aberraciones ópticas, cuatro son las principales que podrían esperarse: coma, aberración esférica, curvatura de campo y aberración cromática. En particular, la coma hace que las imágenes se vuelvan asimétricas al darles la apariencia de cometas, la aberración esférica agranda las imágenes, y la curvatura de campo las elonga.

Sólo en el trabajo de Ortiz-Gil et al. (1998) se efectúa un análisis exhaustivo del efecto de estas aberraciones:

- La elipticidad de las imágenes se define como  $e_k=1-b_k/a_k$  , donde  $a_k$  y  $b_k$  son los semiejes mayor y menor de la distribución de densidad que representa la imagen  $k$ . Se encuentra que la elipticidad aumenta notablemente hacia los bordes y esquinas de la placa y es de esperar que esto ocurra en todas las placas CdC debido a que todas fueron tomadas con sistemas ópticos muy similares.
- La asimetría de las imágenes, que daría cuenta de la presencia de coma, se estudió analizando el sesgo de la distribución marginal de densidad a lo largo de un eje de asimetría "posible": el semieje mayor de la imagen. Casi el 90% de los sesgos están entre -0.2 y 0.2, lo que parece indicar que las imágenes pueden considerarse simétricas y por lo tanto la coma no es la distorsión dominante sino la curvatura de campo y la aberración esférica.

Se puede decir entonces que la asimetría de las imágenes no es tan importante como para influenciar los datos en forma apreciable. De todos modos, se ha encontrado que las aberraciones ópticas en placas CdC pueden ser muy complicadas cuando los sistemas ópticos no han estado bien colimados, dependiendo de la magnitud y el color. Finalmente, como es usual en las placas fotográficas, los bordes tienen menor calidad que la región central.

### 6. La MAMA: Machine Automatique à Mesurer pour l'Astronomie

La valiosa información contenida en las placas fotográficas de muchos observatorios ha podido ser aprovechada de manera sistemática y con la máxima precisión gracias al empleo de los microdensitómetros instalados en numerosos países. La MAMA es uno de esos instrumentos (Figura 2). El principio de base es la lectura en transparencia de placas o películas fotográficas ubicadas sobre una mesa horizontal móvil según dos ejes. Una lámpara munida de un filtro monocromático ilumina la placa desde abajo, leyéndose la señal transmitida por la placa gracias a un detector multicanal de 1024 fotodiodos (RETICON).

Diseñada, realizada y desarrollada por el INSU (Institut National des Sciences de l'Univers), la MAMA es un recurso nacional francés puesto en funcionamiento en el marco del Centre d'Analyse des Images (CAI) y ligado al Observatorio de París por medio del DASGAL (Departement d'Astrophysique Stellaire et Galactique). El Centro recibe visitantes franceses y extranjeros, a propuesta de su Consejo Científico.

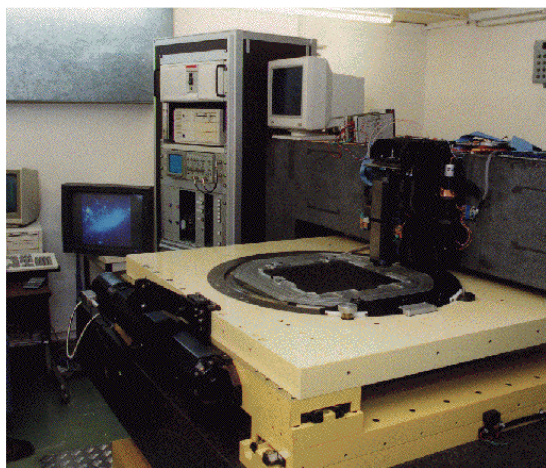


Figura 2. Vista de la mesa XY y parte de la electrónica de control de la MAMA.

#### 6.1. Principios básicos

La MAMA es un microdensitómetro multicanal. La fuente de iluminación es una lámpara de cuarzo-yodo; el receptor, un arreglo de 1024 fotodiodos. En el haz luminoso, la placa, fija sobre una mesa XY, se desplaza perpendicularmente al eje óptico. Gracias a una calibración previa que tiene en cuenta las características individuales de los fotodiodos (sensibilidad, nivel de oscuridad), así como las de la óptica, se mide, pixel por pixel, la transparencia de la placa.

#### 6.2. Características técnicas

##### La mesa XY

La mesa XY es la superposición de dos estructuras animadas de movimientos ortogonales independientes. Cada estructura es sostenida y guiada por un sistema de rieles con rodillos Schneeberger, y es movida por un motor controlado por un servomecanismo que guía un tornillo a bolillas. La ortogonalidad de los ejes X e Y es

mejor que 2 segundos de arco. Los desplazamientos de un punto a otro de la placa (modo “apuntado”) se efectúan a la velocidad de 20 mm/seg.

### **Sistema óptico**

La fuente luminosa es una lámpara de cuarzo-yodo situada bajo la mesa XY. La iluminación es uniformizada por un sistema Kohler que ilumina una ranura. El conjunto está optimizado en una banda de 25nm, centrada en torno a los 633nm. La óptica es telecéntrica y permite, invirtiendo el sistema de iluminación y el de adquisición, dos escalas que corresponden una a un pixel de 10 $\mu$ m, la otra a un pixel de 25.6  $\mu$ m. En los hechos, para evitar todo riesgo de degradación de la excelente calidad geométrica de la máquina, se prefiere trabajar sistemáticamente con la óptica de “10  $\mu$ m” y efectuar una compresión en línea de los pixeles cuando esta resolución es excesiva.

### **Sistema de medición**

El detector es una barra de 1024 fotodiodos (RETICON CCPD) que permite medir bandas de 10.24 mm (con el pixel de 10  $\mu$ m) o de 26.214 mm (pixel de 25.6  $\mu$ m). Las mediciones se hacen durante el desplazamiento de la mesa XY, siendo el tiempo de integración de 4mseg. Los datos son digitalizados en 12 bits, es decir 4096 niveles de transparencia de la placa, y la medición de cada pixel es codificada en dos octetos.

### **Velocidad de digitalización**

En modo de barrido la mesa se desplaza a 1.2mm/seg. A esta velocidad, y con la escala de 10 $\mu$ m por pixel, el flujo de datos es de 120000 pixeles por segundo. Una placa Schmidt de 35 cm de lado se escanea en 3h30m, a lo que deben agregarse los tiempos necesarios para la focalización y también, cuando se extrae un catálogo en línea, para el cálculo del fondo de cielo y la detección de los objetos. En el caso de una placa Schmidt debe contarse una duración total cercana a 4h30m para la operación completa: digitalización con focalización y transferencia a soporte permanente.

### **Precisión geométrica**

Los detectores de posición son reglas Heidenhain “Minilid” de 0.1  $\mu$ m de precisión, fijas a lo largo de los ejes X e Y. Se trata de encoders incrementales. Un punto de referencia sobre las reglas permite inicializar los encoders de forma repetitiva. Un conjunto de tests han sido puestos a punto para estudiar las calidades geométricas de la MAMA (conjunto: mesa XY + receptor), y definir las correcciones a efectuar a las mediciones en bruto para minimizar la influencia de defectos. Cuando dichas correcciones son aplicadas a las mediciones de posición, se obtiene una repetitividad de 0.2  $\mu$ m y precisión de 0.6  $\mu$ m.

### **Calidad fotométrica**

El rango dinámico de la MAMA es de 1000 niveles en transparencia (3 densidades). Por ejemplo, si el fondo del cielo está a la densidad 0.5, se tendrá aún una relación señal/ruido de 1 en las regiones de densidad fotográfica 3.5.

La dispersión, a lo largo del arreglo de fotodiodos, de las mediciones de flujo (integral de la densidad medida por encima de cierto umbral), es inferior al 2%.

### 6.3. Servicio prestado por el CAI-MAMA

- Digitalización de las placas.
- Detección de todos los “objetos” presentes en la placa.
- Construcción de un catálogo de los objetos detectados, con posiciones rectangulares X,Y sobre la placa, magnitudes instrumentales e indicadores morfológicos.
- Reducción astrométrica (con ACT Reference Catalog cuando se hicieron las digitalizaciones que se muestran en este trabajo), obteniéndose las matrices para pasar de coordenadas rectangulares a coordenadas celestes (X,Y a  $\alpha,\delta$ ) y viceversa.
- Construcción de un catálogo de todos los objetos detectados, con posiciones celestes  $\alpha,\delta$ , magnitudes instrumentales e indicadores morfológicos.

Como productos finales se tienen para cada placa un mosaico de 169 imágenes digitales de 1024 pixeles de lado (Figura 3), un catálogo con posiciones X,Y, dos conjuntos de coeficientes de las matrices de transformación, y un catálogo con posiciones  $\alpha,\delta$ .

En la detección de los objetos se emplea el software SExtractor (Bertin y Arnouts, 1996), que básicamente busca conjuntos de pixeles conectados cuyos niveles de densidad estén por encima de algún umbral, y con ciertas restricciones en las características morfológicas del conjunto. Sobre las placas CdC este programa es en general capaz de separar las tres componentes de las imágenes triples, pero las líneas del retículo, rayaduras, manchas y hasta la misma granularidad, dan origen a muchas detecciones espurias que son inevitables. Por este motivo, sumado a que las exposiciones triples son consideradas como tres objetos distintos en este catálogo, la reducción astrométrica efectuada por el CAI-MAMA sólo puede emplearse para identificación de estrellas sobre la placa.

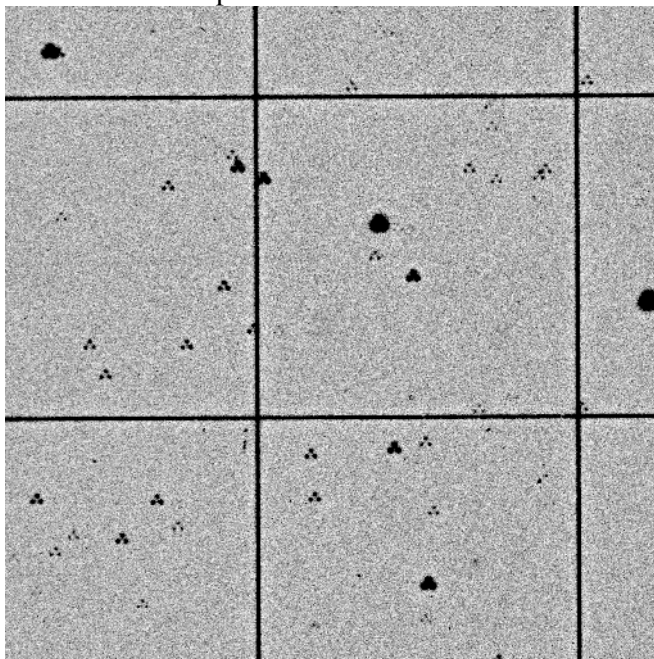


Figura 3. Detalle de una de las imágenes del mosaico producido por la MAMA. Consta de 1024 x 1024 pixeles de 10  $\mu\text{m}$  (0.6'') de lado y está digitalizada en 12 bits (4096 niveles). Se aprecian las imágenes triples, las líneas del retículo impreso, algunos pequeños defectos en la emulsión y la granularidad propia de la placa.

Para el aprovechamiento de estos catálogos de detecciones es necesario filtrarlos, considerando las exposiciones triples como un solo objeto, y efectuar una nueva reducción astrométrica. Para ello se desarrollaron programas propios con los cuales se llevaron a cabo estas operaciones.

## 7. Placas digitalizadas

En el año 1999 se digitalizó un pequeño conjunto de 19 placas de las colecciones Carte du Ciel y Catálogo Astrográfico del Observatorio de Córdoba. Los campos que se seleccionaron para dicha digitalización corresponden a algunos de los cúmulos abiertos presentes en la zona CdC de Córdoba –NGC 2527, NGC 2587, VdBerg 83, Coll 132 y Blanco 1– y dos ventanas de baja extinción en dirección al bulbo galáctico (Bustos Fierro y Calderón 2000a, Bustos Fierro et al. 2000).

El presente trabajo de tesis se llevó a cabo sobre una de esas placas, a fin de contar con una medición de alta precisión que pudiera servir como patrón. La placa seleccionada fue la CdC6448, centrada en las coordenadas  $1900.0 \alpha=8^h 19^m, \delta=-29^\circ$ , tanto por razones técnicas como científicas. Las primeras porque a simple vista se observa que está en muy buen estado y porque corresponde a un campo cercano al centro galáctico muy rico en estrellas, por lo que se esperaba contar con un gran número de ellas, de referencia y de enlace, para la aplicación del método de medición propuesto basado en el ajuste en bloque. La razón científica es que contiene al cúmulo abierto NGC 2587 cerca de su centro, en una ubicación óptima para la determinación de posiciones y movimientos propios de alta precisión, y que este objeto no ha sido estudiado previamente por lo que toda la información que se pueda obtener será un aporte inédito y original al conocimiento del mismo.

## 8. Detección de imágenes estelares

En Astronomía el proceso de segmentación consiste en separar las regiones de la imagen correspondientes a los objetos celestes de aquellas del fondo del cielo. La definición operativa de "objeto" en una imagen digital es la de un grupo de píxeles seleccionados mediante algún proceso de detección y para el cual se cree que la contribución al flujo proveniente de algún objeto astronómico domina sobre la de otros objetos. Lo que sigue se llevó a cabo sobre la placa CdC 6448, correspondiente al campo que contiene el cúmulo abierto NGC 2587, por ser la placa que posteriormente se empleó para ensayar la medición con CCD.

### 8.1. Detección con IRAF

Se llevó a cabo un intento de detección de imágenes estelares usando la tarea DAOFIND de IRAF, si bien dicha tarea está preparada para detectar imágenes con perfil gaussiano del mismo ancho total a mitad de altura (más conocido por las siglas en inglés de *full width at half maximum*: fwhm) independiente de la magnitud, y una alta relación señal/ruido, características de las imágenes CCD. De esta manera sólo el 10% aproximadamente de las imágenes fueron detectadas, obteniéndose gran cantidad de detecciones espurias (Figura 4).

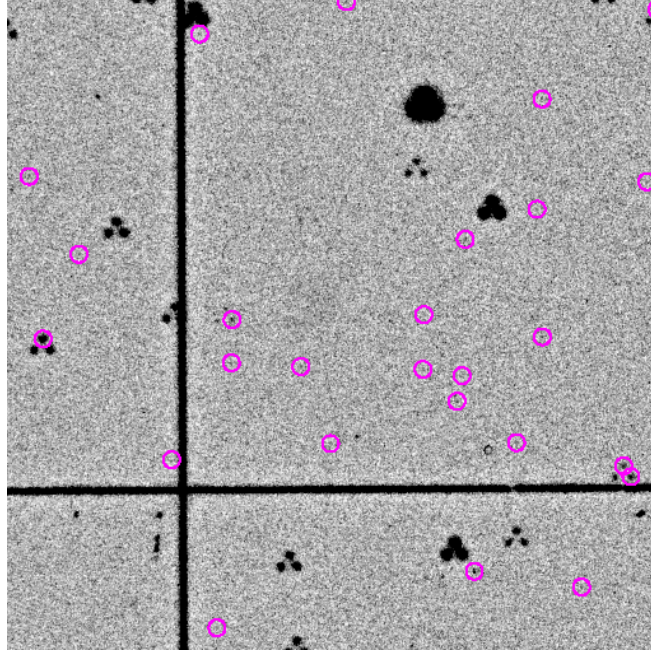


Figura 4. Detalle de 512 píxeles de lado de una de las imágenes del mosaico. Se muestran las detecciones obtenidas con DAOFIND de IRAF.

### Realce de la detectabilidad

Se asume que en una imagen la detectabilidad de una señal  $s$  sobre un ruido  $n$  es proporcional al cuadrado de la relación señal/ruido:  $(s/n)^2$ . Tras la convolución de la imagen por una máscara o *kernel*  $h$ , la detectabilidad queda proporcional a:

$$\left(\frac{s}{n}\right)^2 \equiv \frac{((s \otimes h)(x_0, y_0))^2}{(n \otimes h)^2}$$

que en el espacio de las transformadas de Fourier es:

$$\left(\frac{s}{n}\right)^2 = \frac{(\int \Sigma H d\omega)^2}{\int |N|^2 |H|^2 d\omega}$$

donde  $\Sigma$ ,  $N$  y  $H$  son las transformadas de Fourier de  $s$ ,  $n$  y  $h$  respectivamente

Teniendo en cuenta que en la desigualdad de Schwartz

$$\left|\int \Sigma H d\omega\right|^2 \leq \int \frac{|\Sigma|^2}{|N|^2} d\omega \int |N|^2 |H|^2 d\omega$$

la igualdad se cumple para  $\frac{\Sigma}{|N|} \propto |N|H^*$

la detectabilidad de la señal será proporcional a

$$\left(\frac{s}{n}\right)^2 \leq \int \frac{|\Sigma|^2}{|N|^2} d\omega$$

y por lo tanto será máxima cuando  $H \propto \frac{\Sigma^*}{|N|^2}$ . Suponiendo el modelo más simple de ruido, el ruido blanco,  $|N|$  es constante y por lo tanto la máxima relación  $(s/n)$  ocurrirá cuando la máscara o *kernel* sea un modelo patrón de las imágenes a detectar.



Mediante la convolución por un *kernel* de forma triangular similar a las exposiciones triples se logró realzar las imágenes estelares, con lo cual se obtuvo una fracción mayor de imágenes detectadas –más del 50%– pero aún baja y con muchas detecciones espurias (Figura 5). En consecuencia este enfoque para la detección de estrellas fue abandonado.

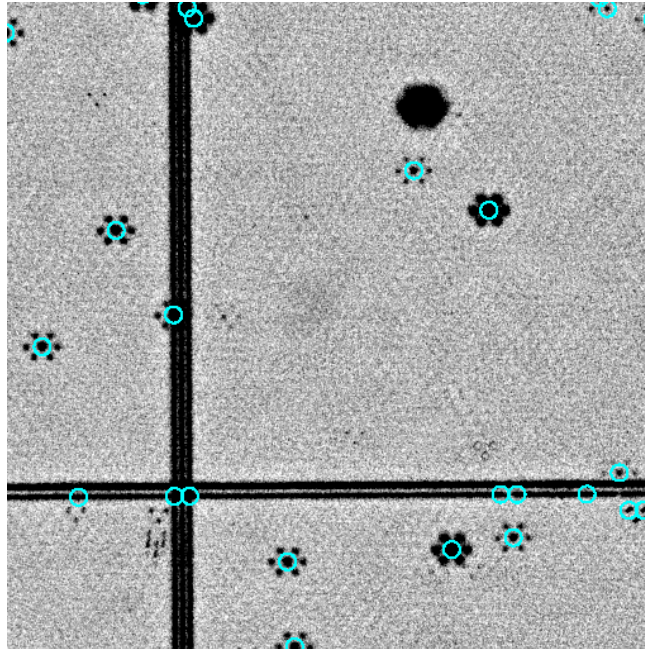


Figura 5. Detalle de 512 píxeles de lado de una de las imágenes del mosaico tras la convolución por un *kernel* triangular. Se muestran las detecciones obtenidas con DAOFIND de IRAF.

## 8.2. Detección con SExtractor

Como ya se mencionó, el CAI-MAMA entrega el catálogo de objetos detectados en cada placa, consignando sus coordenadas rectangulares sobre la misma y parámetros morfológicos y fotométricos, todo esto obtenido con el software SExtractor. En este programa el proceso de segmentación se cumple en varias etapas:

- Determinación y sustracción del fondo
- Filtrado (opcional)
- Detección de los píxeles por encima de cierto umbral
- Separación de objetos próximos mediante un algoritmo multi-umbral (Figura 6)
- Cálculo del centroide de los píxeles de cada objeto detectado, pesados por el ennegrecimiento
- Cálculo de parámetros fotométricos y morfológicos de cada objeto detectado

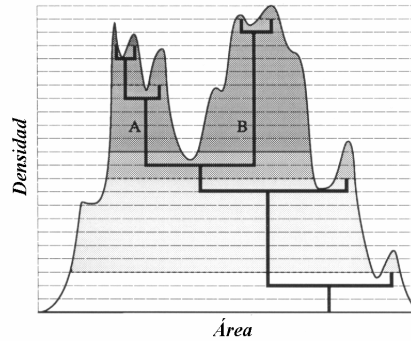


Figura 6. Diagrama esquemático del método usado por SExtractor para separar objetos próximos. El perfil del objeto (curva continua) puede describirse como una estructura de árbol (líneas gruesas). La decisión de aceptar o no una rama como un objeto separado está determinada por su intensidad integrada relativa (área sombreada).

Para cada una de estas etapas se emplea un conjunto de parámetros de entrada que describen algunas características de las imágenes y de los objetos que se pretende detectar, los cuales fueron elegidos por el CAI-MAMA. En este trabajo se empleó el catálogo de detecciones producido de esta manera, que en caso de la placa CdC6448 contiene 44181 entradas con las coordenadas X,Y de los centroides y los parámetros fotométricos y morfológicos calculados por SExtractor. Se advierte que en la mayoría de las imágenes estelares, cada una de las tres exposiciones está detectada por separado, salvo en estrellas brillantes donde éstas se encuentran muy fusionadas o en las que están junto a otra estrella, a un defecto de la emulsión o a una línea del retículo (Figura 7).

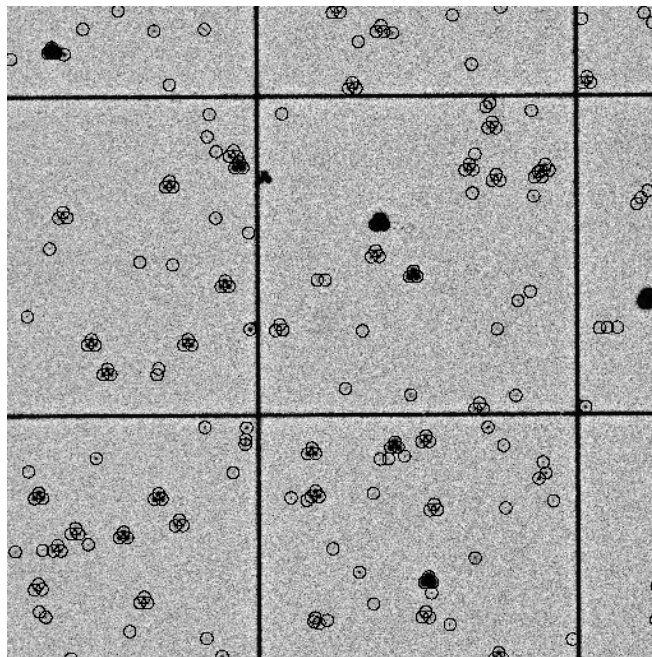


Figura 7. Posiciones de "objetos" detectados con SExtractor. Catálogo provisto por el CAI-MAMA. Se advierten las tres exposiciones de las imágenes estelares y gran cantidad de detecciones espurias que no siguen la geometría de las exposiciones triples.

### 8.3. Reconocimiento de imágenes triples

Para la identificación de las imágenes triples y la eliminación de las detecciones espurias se desarrolló software propio capaz de reconocer, en el catálogo de detecciones producido con SExtractor, tripletes de “objetos” dispuestos según la geometría de las exposiciones triples.

A fin de establecer un conjunto de parámetros para modelar la geometría de los tripletes, se inspeccionaron las imágenes estelares empleando la tarea IMEXAMINE de IRAF. A partir de esta inspección se determinó que las formas y dimensiones de las exposiciones triples son las que se muestran en la Figura 8.

El programa desarrollado (Bustos Fierro y Calderón 2002a) recorre el catálogo de detecciones producido con SExtractor y para cada “objeto” presente en el mismo, busca otros dos que completen el triplete. Para ello se definen dos áreas de búsqueda (Figura 9) en torno a las posiciones donde deberían encontrarse las exposiciones del norte (2 y 3), asumiendo que el primer “objeto” tomado del catálogo correspondiera a la exposición del sur (exposición 1). Si ambas exposiciones del norte son encontradas, se asume que esas tres entradas del catálogo corresponden a las tres componentes de una imagen estelar triple, cuya posición se calcula como el promedio de los tres centroides dados por SExtractor. De este modo se construye un catálogo de imágenes triples (Figura 10) a partir del catálogo SExtractor original. Este catálogo contiene 6693 tripletes detectados en la placa CdC 6448.

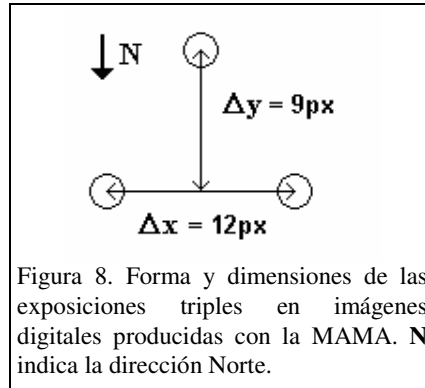


Figura 8. Forma y dimensiones de las exposiciones triples en imágenes digitales producidas con la MAMA. N indica la dirección Norte.

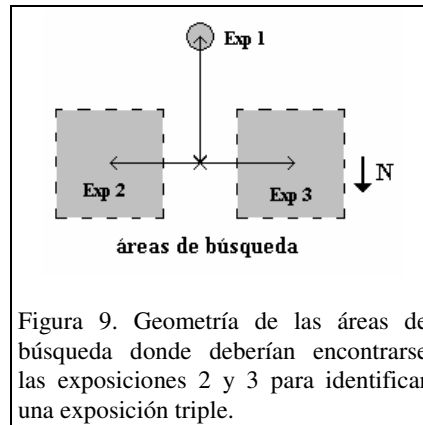


Figura 9. Geometría de las áreas de búsqueda donde deberían encontrarse las exposiciones 2 y 3 para identificar una exposición triple.

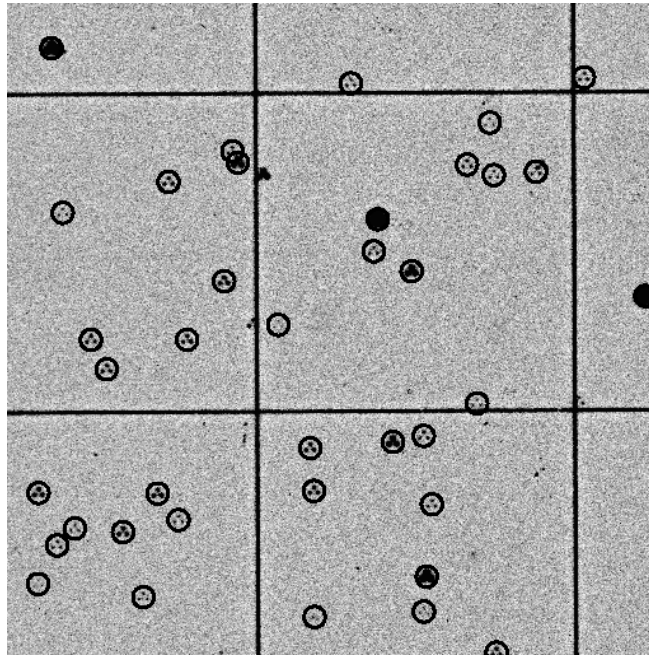


Figura 10. Posiciones de “objetos” con apariencia triple, candidatos a imágenes estelares, obtenidas mediante un filtrado del catálogo provisto por el CAI-MAMA con software propio.

## 9. Evaluación de las imágenes

### 9.1. Deformación

La exploración visual de las placas mostró que, como era de esperar, en general las tres imágenes que forman los triplete no son iguales en cuanto a formas y dimensiones, y que se van haciendo más elípticas hacia los bordes y las esquinas de la placa. A fin de evaluar la variación de la forma de las imágenes a lo largo de la placa se emplearon los parámetros morfológicos calculados por SExtractor, es decir la longitud de los semiejes  $a$  y  $b$  y el ángulo de posición de la elipse que mejor ajusta a cada imagen detectada (Figura 11).

Se construyó un gráfico de vectores que representan la forma de las imágenes, promediada en celdas de 1024 px para disminuir el ruido y mostrar los efectos sistemáticos. La longitud de los vectores es proporcional a la elipticidad de las imágenes –definida como  $1-b/a$ , donde  $a$  y  $b$  son el semieje mayor y el menor de la elipse respectivamente– y su orientación es la del ángulo de posición de la elipse (Figura 12). Se advierte una clara tendencia de las imágenes a ser más elípticas hacia los bordes de la placa siguiendo un patrón aproximadamente radial, lo que puede deberse a aberraciones en la óptica del telescopio astrográfico

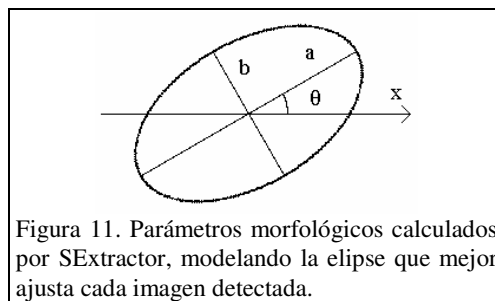


Figura 11. Parámetros morfológicos calculados por SExtractor, modelando la elipse que mejor ajusta cada imagen detectada.

## 9.2. Error de centrado con MAMA

La forma de evaluar el error con el cual se determinan los centroides de las imágenes es a partir de las dispersiones en las diferencias de coordenadas entre pares de componentes de las exposiciones triples. La Tabla 9.1 muestra los valores medios (en valor absoluto) y las dispersiones de estas diferencias para los tres pares de exposiciones: 1-2, 1-3 y 2-3. Estas dispersiones permiten estimar que el error de centrado es de aproximadamente 0.5 pixeles en X y 0.9 pixeles en Y para cada una de las tres exposiciones. Al tomar la posición del triplete como la posición promedio de las tres exposiciones, el error de aquél será igual al de éstas dividido por la raíz cuadrada de tres, con lo cual se reduce a 0.3 pixeles en X y 0.4 pixeles en Y. Considerando la escala de placa y el tamaño del pixel de digitalización, esto representa en el cielo 0.18" en X y 0.24" en Y.

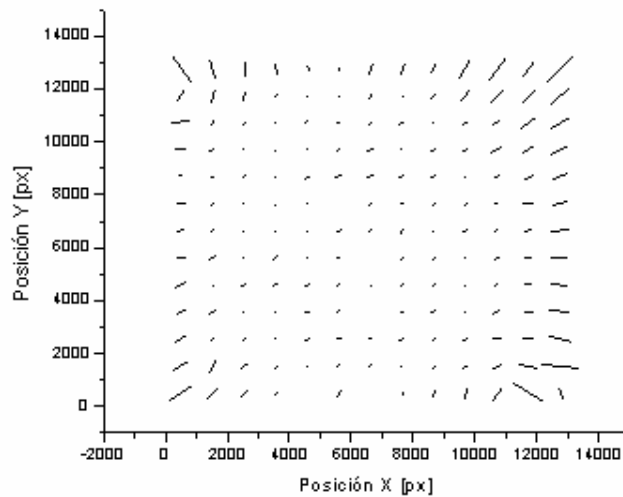


Figura 12. Vectores que representan la elipticidad y orientación de las imágenes estelares en distintas posiciones de la placa. La longitud de los vectores es proporcional a la elipticidad y ha sido multiplicada por 700 para permitir la visualización.

Tabla 9.1. Distancias entre pares de exposiciones: valor medio y dispersión en pixeles.

|             | $\Delta X_{1-2}$ | $\Delta X_{1-3}$ | $\Delta X_{2-3}$ | $\Delta Y_{1-2}$ | $\Delta Y_{1-3}$ | $\Delta Y_{2-3}$ |
|-------------|------------------|------------------|------------------|------------------|------------------|------------------|
| Valor medio | 6.7              | 5.7              | 12.4             | 9.0              | 8.7              | 0.3              |
| Dispersión  | 0.9              | 0.6              | 0.7              | 1.2              | 0.9              | 0.9              |

Si bien en esta oportunidad no se plantea la utilización de las placas fotográficas para trabajos de fotometría, también se calcularon las diferencias en magnitud instrumental entre pares de exposiciones, resultando los valores medios y las dispersiones mostrados en la Tabla 9.2, que indican un error de aproximadamente 0.21mag en cada una de las exposiciones, lo que significa 0.12mag en la magnitud promedio de las tres exposiciones.

Tabla 9.2. Diferencias entre magnitudes instrumentales de pares de exposiciones.

|             | $\Delta m_{1-2}$ | $\Delta m_{1-3}$ | $\Delta m_{2-3}$ |
|-------------|------------------|------------------|------------------|
| Valor medio | -0.09            | 0.13             | -0.04            |
| Dispersión  | 0.30             | 0.30             | 0.29             |

Vistas las variaciones que sufre la forma de las imágenes estelares en distintas zonas de la placa, se estudió la dependencia de los errores de centrado con la distancia al centro de la placa. Para ello se dividió la misma en diez anillos concéntricos de igual cantidad de estrellas –unas 670 por anillo– y se calcularon las dispersiones en las distancias  $\Delta X$  y  $\Delta Y$  entre pares de exposiciones dentro de cada anillo, promediadas en los tres pares posibles. La Figura 13 muestra que las dispersiones se mantienen aproximadamente constante dentro de un radio de unos 5000px (50' en el cielo) alrededor del centro de la placa, donde comienzan a aumentar notablemente hasta duplicarse a unos 7500px del centro, esto es en las esquinas de la placa. Estos resultados sugieren que el centrado de las estrellas podría hacerse con una precisión de 0.24px en X y 0.29px en Y, esto es 0.14" y 0.17" respectivamente, dentro de los 50' del centro de la placa, duplicándose los errores hacia las esquinas.

Por otro lado, a fin de determinar si existe dependencia de los errores con la magnitud de las estrellas se dividió el rango de magnitudes instrumentales de las imágenes detectadas en diez intervalos con igual cantidad de estrellas, calculándose las dispersiones en las distancias  $\Delta X$  y  $\Delta Y$  entre pares de exposiciones dentro de cada intervalo de magnitud, promediadas en los tres pares posibles (Figura 14). Se advierte que si bien las estrellas más débiles tienen errores de centrado mayores que las brillantes, la dependencia de este error con la magnitud no es tan fuerte como con la distancia al centro de la placa.

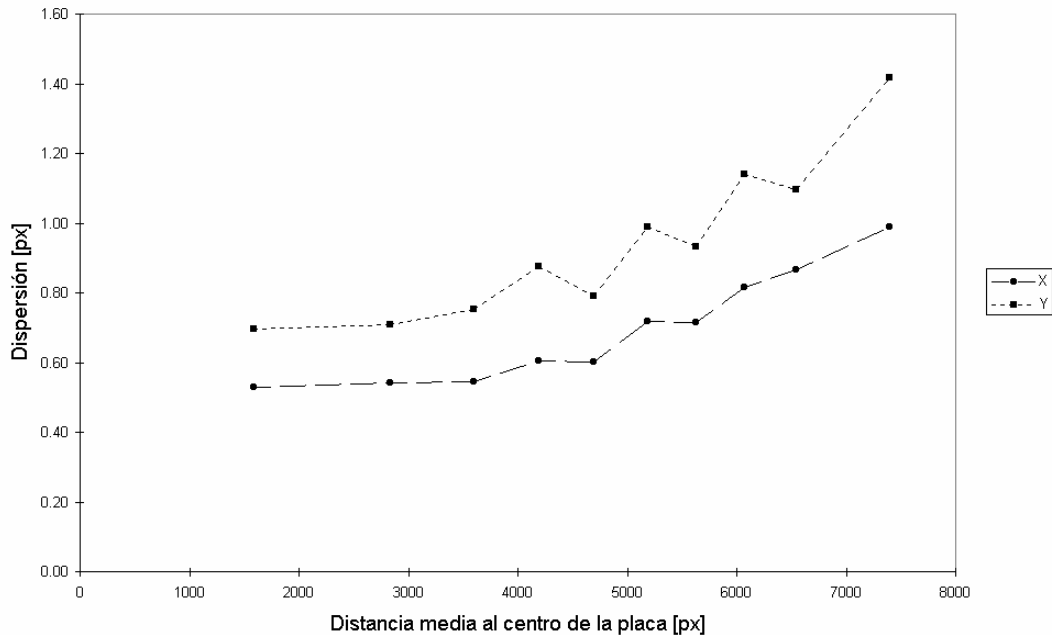


Figura 13. Dependencia de la dispersión en la distancia entre pares de exposiciones con la distancia al centro de la placa.

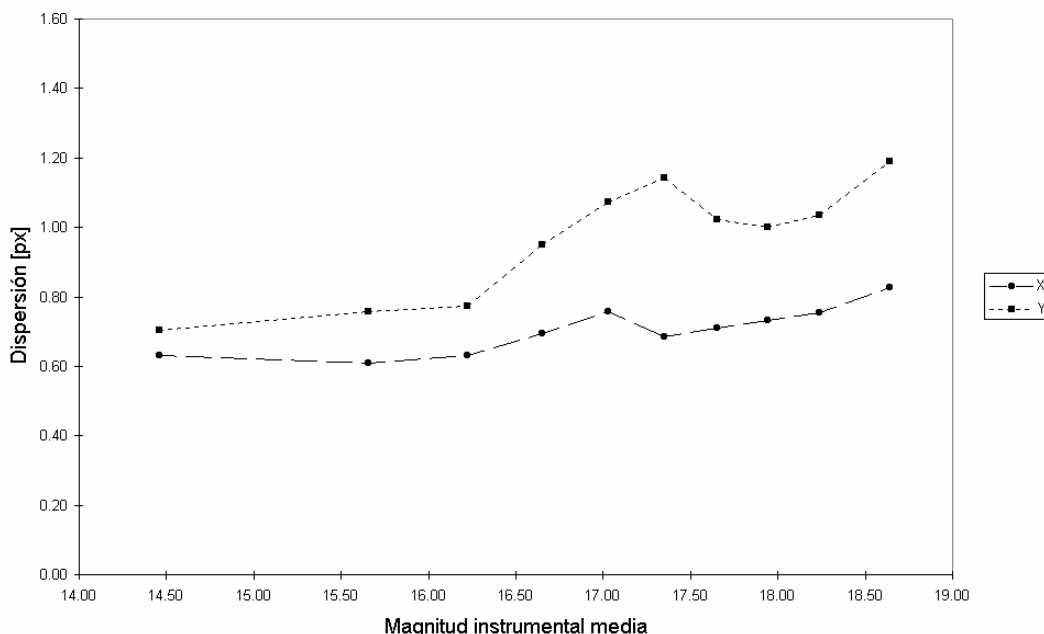


Figura 14. Dependencia de la dispersión en la distancia entre pares de exposiciones con la magnitud instrumental de las estrellas detectadas.

## 10. Reducción astrométrica

El proceso de reducción astrométrica consiste en encontrar la transformación que permite llevar las coordenadas rectangulares X,Y de las estrellas medidas sobre la placa a coordenadas celestes  $\alpha, \delta$  en el sistema de referencia internacional (ICRS). Se ensayaron un modelo cuadrático y uno cúbico, sin términos dependientes de la magnitud ni el color.

### 10.1. Modelo cuadrático

En primera instancia la transformación entre coordenadas de placa y cielo se planteó como un par de polinomios completos de segundo grado en X,Y, es decir:

$$\Delta\alpha \cos\delta = a_0 + a_1X + a_2Y + a_3X^2 + a_4XY + a_5Y^2$$

$$\Delta\delta = b_0 + b_1X + b_2Y + b_3X^2 + b_4XY + b_5Y^2$$

donde  $\Delta\alpha = \alpha - \alpha_0$  y  $\Delta\delta = \delta - \delta_0$  con  $\alpha_0, \delta_0$  las coordenadas del centro de la placa. Los coeficientes de los polinomios se encontraron mediante ajustes lineales por cuadrados mínimos, calculados con un programa elaborado en Turbo Pascal que hace uso de la rutina LFIT en Press et al. (1989).

La elección de las estrellas de referencia para el ajuste no es trivial, ya que en cualquier reducción la precisión alcanzable está limitada por la precisión de éstas. Lamentablemente en la época de las placas CdC no existen catálogos de referencia adecuados para este tipo de reducciones, ya sea por su precisión, su densidad o el sistema de referencia empleado. La utilización de catálogos modernos requiere que los mismos cuenten con movimientos propios suficientemente precisos para no degradar más allá de lo aceptable la calidad de las posiciones de referencia en la época de la

placa. Dado que se pretende medir movimientos propios con precisión de unos pocos milisegundos de arco, de este orden deberán ser también los errores en los movimientos propios de las posiciones de referencia. En la actualidad sólo dos catálogos proveen una cantidad suficiente de estrellas con movimientos propios determinados a este nivel de precisión; ellos son Hipparcos (European Space Agency 1997) y Tycho-2 (Høg et al 2000), el primero con una densidad media de 3 estrellas por grado cuadrado y el segundo de 60 estrellas por grado cuadrado, por lo que se escogió Tycho-2 como fuente de posiciones de referencia.

Una primera identificación de un conjunto pequeño, de sólo seis estrellas de referencia, se llevó a cabo en forma visual, con el fin de emplearlas en un ajuste preliminar que permitiera obtener coordenadas celestes aproximadas para todas las estrellas del campo, y así poder identificar automáticamente las estrellas del catálogo de referencia presentes en la placa. Esta identificación automática se efectuó con un programa en Turbo Pascal que compara el catálogo de referencia llevado a por movimientos propios a la época de la placa, con el catálogo producido con la placa, buscando coincidencias dentro de un radio que se adoptó igual a  $2''$ , las cuales se vuelcan a un archivo de salida. Tras la primera reducción se identificaron 160 estrellas Tycho-2, las que se emplearon como referencia en una segunda reducción que permitió la identificación de 492 estrellas Tycho-2 en la placa. Las diferencias Placa–Tycho-2 muestran dispersiones muy grandes, de más de  $0.40''$ , y un claro efecto sistemático especialmente hacia los bordes de la placa (Figura 15), por lo que se seleccionaron distintos conjuntos de estrellas de referencia.

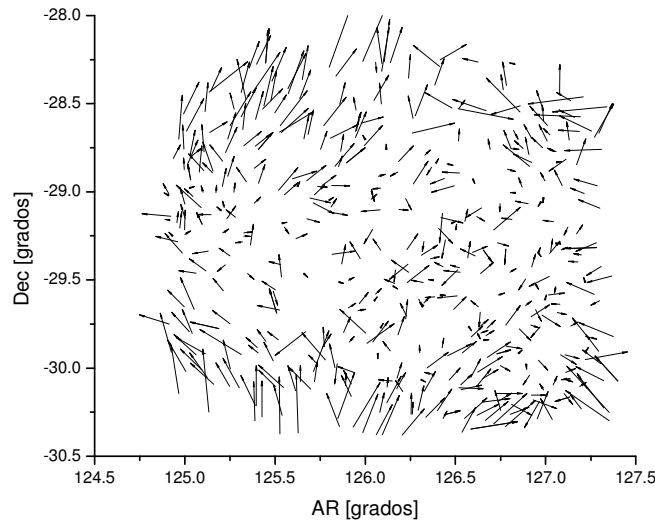


Figura 15. Diferencias Placa–Tycho-2 para 492 estrellas coincidentes. La longitud de los vectores ha sido multiplicada por 720.

Se elaboró un programa que toma el archivo con las coincidencias Placa–Tycho-2 y selecciona un subconjunto de las estrellas coincidentes, de acuerdo a algún criterio, para ser empleadas como estrellas de referencia en el siguiente ajuste. Se ensayaron varios criterios de selección, con cada uno de los cuales se obtuvo un conjunto de estrellas de referencia distinto, algunos de los cuales fueron:

- 287 estrellas Tycho-2 que ya formaban parte del catálogo Tycho-1.



- 248 estrellas que ya formaban parte del catálogo Tycho-1, con errores en los movimientos propios inferiores a 3msa/año.
- 76 estrellas con errores en los movimientos propios inferiores a 2.5msa/año y diferencias Placa–Tycho-2 menores que 0.5”.
- 144 estrellas con errores en los movimientos propios inferiores a 3msa/año y diferencias Placa–Tycho-2 menores que 0.3”.

En la reducción mencionada en último lugar la comparación con Tycho-2 fue la más satisfactoria, tanto por las dispersiones como por la ausencia de efectos sistemáticos notables (Figura 16). Se encontraron 498 coincidencias entre los catálogos dentro de un radio de 2”, con diferencias medias en las coordenadas Placa–Tycho-2 de -0.05” en ascensión recta y -0.06” en declinación, con dispersiones de 0.36” y 0.34” respectivamente.

## 10.2. Modelo cúbico

También se ensayó un modelo cúbico que podría absorber algunos efectos sistemáticos residuales, con lo cual las transformaciones ajustadas son:

$$\Delta\alpha \cos\delta = a_0 + a_1X + a_2Y + a_3X^2 + a_4XY + a_5Y^2 + a_6X^3 + a_7Y^3 + a_8X^2Y + a_9XY^2$$

$$\Delta\delta = b_0 + b_1X + b_2Y + b_3X^2 + b_4XY + b_5Y^2 + b_6X^3 + b_7Y^3 + b_8X^2Y + b_9XY^2$$

Se empleó el mismo conjunto de 144 estrellas de referencia de la última reducción. Tras este ajuste se encontraron 497 coincidencias con Tycho-2 dentro de un radio de 2”, con diferencias medias en las coordenadas Placa–Tycho-2 de -0.06” en ascensión recta y -0.05” en declinación, con dispersiones de 0.36” y 0.32” respectivamente (Figura 17).

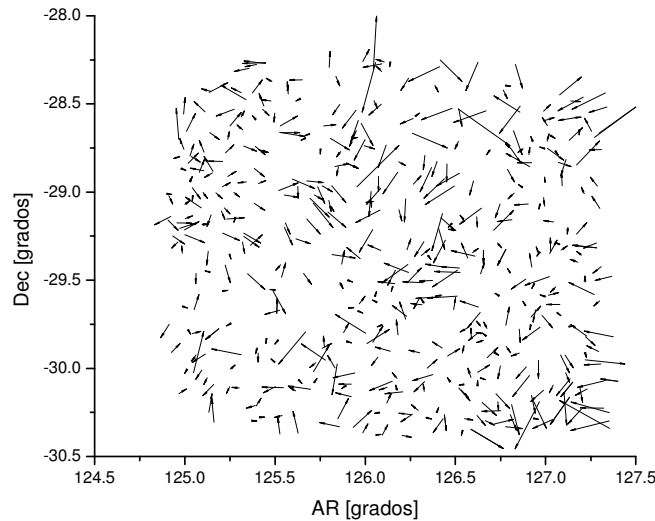


Figura 16. Diferencias Placa–Tycho-2 para 498 estrellas coincidentes en la última reducción. La longitud de los vectores ha sido multiplicada por 720.

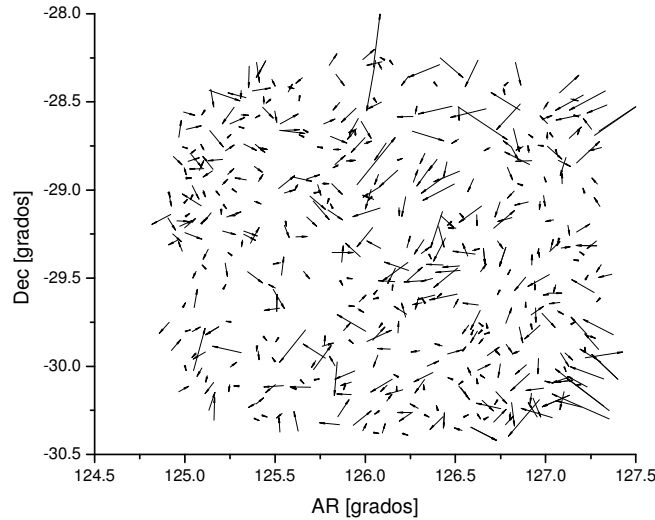


Figura 17. Diferencias Placa–Tycho-2 para 497 estrellas coincidentes en la reducción con modelo cúbico. La longitud de los vectores ha sido multiplicada por 720.

### 10.3. Evaluación de errores

Como primer estimación de los errores de las posiciones obtenidas se tiene el error interno arrojado por el ajuste por cuadrados mínimos, que para el modelo cuadrático es de  $0.10''$  en ascensión recta y  $0.12''$  en declinación, en tanto que para el modelo cúbico resultaron de  $0.09''$  y  $0.10''$  respectivamente. Estos valores sólo pueden considerarse como cotas inferiores para el error en las posiciones, por cuanto son menores que el error de centrado de las imágenes sobre la placa.

En cuanto a la comparación con el catálogo Tycho-2, si bien en la última reducción con el modelo cuadrático y en la reducción con el modelo cúbico los valores medios y dispersiones en las diferencias Placa–Tycho-2 son muy similares, esto no significa que la precisión de las posiciones estelares brindadas por una y otra sean iguales. A fin de evaluar los errores en las posiciones encontradas es necesario tomar en consideración que el error en las posiciones Tycho-2 no es despreciable en la época de las placas, ya que un error de  $3\text{msa/año}$  en los movimientos propios, con un arco de tiempo de unos 80 años, causa una incerteza en las posiciones en la primera época de  $0.24''$ , que es comparable con las dispersiones encontradas.

A fin de estimar el error en las posiciones obtenidas a partir de la placa, se dividió el conjunto de estrellas coincidentes con Tycho-2 en 10 grupos de 50 estrellas cada uno, ordenadas según el error en los movimientos propios. Para cada estrella se calculó el error en su posición para la época de la placa como el error en movimiento propio multiplicado por el arco de tiempo, y para cada grupo se adoptó como error de las posiciones Tycho-2 a la mediana de los errores de las estrellas dentro del mismo. El error en las posiciones obtenidas a partir de la placa se estimó suponiendo que son independientes del error en el catálogo de comparación, y por lo tanto

$$\sigma_{Placa} = \sqrt{\sigma_{Placa-Tycho2}^2 - \sigma_{Tycho2}^2}$$

En los casos en que  $\sigma_{Placa-Tycho2}^2 \leq \sigma_{Tycho2}^2$  se adoptó  $\sigma_{Placa} = \sigma_{Placa-Tycho2} / \sqrt{2}$ . Las dispersiones y errores encontrados se muestran en la Tabla 10.1 para el modelo cuadrático y en la Tabla 10.2 para el cúbico. Se advierte que con los dos modelos se obtienen estimaciones muy similares para los errores en las posiciones obtenidas a partir de la placa CdC, aunque ligeramente menores en la reducción con el modelo cúbico. Sin embargo se prefiere la reducción con el modelo cuadrático ya que la diferencia es muy pequeña, además de ser el modelo más simple y con menos parámetros libres.

Tabla 10.1. Errores en el modelo cuadrático, en segundos de arco.

| Grupo | Dispersión<br>Placa-Tycho-2 |          | Mediana del error<br>en Tycho-2 |          | Error calculado<br>en placa CdC |          |
|-------|-----------------------------|----------|---------------------------------|----------|---------------------------------|----------|
|       | $\alpha$                    | $\delta$ | $\alpha$                        | $\delta$ | $\alpha$                        | $\delta$ |
| 1     | 0.35                        | 0.30     | 0.12                            | 0.12     | 0.33                            | 0.27     |
| 2     | 0.20                        | 0.24     | 0.17                            | 0.16     | 0.10                            | 0.18     |
| 3     | 0.31                        | 0.31     | 0.22                            | 0.20     | 0.21                            | 0.24     |
| 4     | 0.32                        | 0.28     | 0.23                            | 0.20     | 0.22                            | 0.19     |
| 5     | 0.28                        | 0.30     | 0.23                            | 0.20     | 0.15                            | 0.23     |
| 6     | 0.32                        | 0.32     | 0.25                            | 0.22     | 0.21                            | 0.23     |
| 7     | 0.43                        | 0.34     | 0.34                            | 0.30     | 0.27                            | 0.17     |
| 8     | 0.41                        | 0.36     | 0.34                            | 0.30     | 0.22                            | 0.20     |
| 9     | 0.42                        | 0.36     | 0.35                            | 0.31     | 0.23                            | 0.18     |
| 10    | 0.35                        | 0.42     | 0.36                            | 0.33     | 0.25                            | 0.26     |

Tabla 10.2. Errores en el modelo cúbico, en segundos de arco.

| Grupo | Dispersión<br>Placa-Tycho-2 |          | Mediana del error<br>en Tycho-2 |          | Error calculado<br>en Placa CdC |          |
|-------|-----------------------------|----------|---------------------------------|----------|---------------------------------|----------|
|       | $\alpha$                    | $\delta$ | $\alpha$                        | $\delta$ | $\alpha$                        | $\delta$ |
| 1     | 0.35                        | 0.29     | 0.12                            | 0.12     | 0.32                            | 0.26     |
| 2     | 0.20                        | 0.21     | 0.17                            | 0.16     | 0.10                            | 0.13     |
| 3     | 0.29                        | 0.27     | 0.22                            | 0.20     | 0.19                            | 0.18     |
| 4     | 0.34                        | 0.32     | 0.23                            | 0.20     | 0.25                            | 0.25     |
| 5     | 0.31                        | 0.34     | 0.23                            | 0.20     | 0.21                            | 0.28     |
| 6     | 0.34                        | 0.34     | 0.25                            | 0.22     | 0.23                            | 0.26     |
| 7     | 0.42                        | 0.32     | 0.34                            | 0.30     | 0.25                            | 0.12     |
| 8     | 0.34                        | 0.28     | 0.35                            | 0.30     | 0.24                            | 0.20     |
| 9     | 0.39                        | 0.33     | 0.35                            | 0.31     | 0.18                            | 0.10     |
| 10    | 0.40                        | 0.37     | 0.36                            | 0.33     | 0.17                            | 0.16     |

Dado que se había encontrado cierta dependencia del error de centrado de las imágenes con la distancia al centro de la placa y con el brillo de las estrellas, se hicieron sendos análisis similares dividiendo el conjunto de estrellas coincidentes con Tycho-2 en 10 grupos de 50 estrellas cada uno, con distancia al centro de la placa y magnitud  $B_{Tycho}$  creciente respectivamente.

En la Tabla 10.3 se advierte que no hay una tendencia clara en las dispersiones de las diferencias Placa-Tycho-2 ni en los errores estimados para las posiciones a crecer

hacia los bordes de la placa, como sí se observaba en los errores de centrado de las imágenes (Figura 13). Esto indica que en esta medición la precisión no está limitada por el error de centrado sino por el error en las posiciones de referencia, que es una característica que no depende de la posición en la placa, o bien el error en las posiciones de comparación es mayor que el efecto del error de centrado.

La Tabla 10.4 muestra los valores medios y dispersiones en las diferencias Placa–Tycho-2 junto con los errores estimados para estrellas en distintos rangos de magnitud aparente  $B_{\text{Tycho}}$ , presentando una ligera tendencia a aumentar la dispersión en las diferencias Placa–Tycho-2 para las estrellas más débiles, aunque no se refleja luego en el error estimado para las posiciones estelares derivadas de la placa. Sí se observa alguna tendencia decreciente en las diferencias medias en ambas coordenadas, que son claramente positivas en el primer intervalo de magnitud, cero en el segundo, y del orden de  $-0.1''$  en los siguientes (Figura 18). Esto sugiere la existencia de algún término dependiente de la magnitud que no ha sido incluido en la reducción, posiblemente debido a la presencia de coma, si bien es mucho menor que las dispersiones encontradas.

Cabe aclarar que en las placas hay estrellas hasta dos magnitudes más débiles que las que se encuentran en Tycho-2, las cuales quedan fuera de esta comparación. Un análisis más detallado de la magnitud límite alcanzable con estas placas se efectúa más adelante en *17.4 Completitud y magnitud límite*. Debido a este rango de magnitudes más amplio en la placa que en el catálogo, la inclusión de un término dependiente de la magnitud en la reducción implicaría una extrapolación para las estrellas más débiles que no estaría justificada, por lo que no se modificó el modelo de placa ajustado.

En la Tabla 10.5 se presenta un análisis similar en intervalos de índice de color  $B_{\text{Tycho}}-V_{\text{Tycho}}$ , que tampoco muestra ninguna tendencia clara. Estos resultados respaldan la utilización de un modelo de placa sin términos dependientes del índice de color en la reducción.

Tabla 10.3. Errores en las posiciones para distintos intervalos de distancia al centro de la placa, en segundos de arco.

| Grupo | Distancia media<br>[mm] | Dispersión<br>Placa–Tycho-2 |          | Mediana del error<br>en Tycho-2 |          | Error calculado<br>en Placa CdC |          |
|-------|-------------------------|-----------------------------|----------|---------------------------------|----------|---------------------------------|----------|
|       |                         | $\alpha$                    | $\delta$ | $\alpha$                        | $\delta$ | $\alpha$                        | $\delta$ |
| 1     | 20                      | 0.33                        | 0.36     | 0.23                            | 0.20     | 0.24                            | 0.30     |
| 2     | 32                      | 0.35                        | 0.32     | 0.23                            | 0.20     | 0.26                            | 0.25     |
| 3     | 40                      | 0.30                        | 0.32     | 0.23                            | 0.21     | 0.19                            | 0.25     |
| 4     | 47                      | 0.38                        | 0.29     | 0.23                            | 0.20     | 0.31                            | 0.22     |
| 5     | 52                      | 0.29                        | 0.24     | 0.23                            | 0.20     | 0.17                            | 0.14     |
| 6     | 58                      | 0.24                        | 0.30     | 0.24                            | 0.22     | 0.17                            | 0.21     |
| 7     | 65                      | 0.36                        | 0.44     | 0.24                            | 0.22     | 0.27                            | 0.38     |
| 8     | 72                      | 0.31                        | 0.30     | 0.34                            | 0.29     | 0.22                            | 0.08     |
| 9     | 82                      | 0.35                        | 0.38     | 0.29                            | 0.26     | 0.19                            | 0.28     |
| 10    | 97                      | 0.53                        | 0.39     | 0.27                            | 0.24     | 0.46                            | 0.31     |

Tabla 10.4. Diferencias Placa–Tycho-2 y errores en las posiciones para distintos intervalos de magnitud aparente  $B_{\text{Tycho}}$ , en segundos de arco.

| Grupo | Magnitud media<br>$B_{\text{Tycho}}$ | Diferencia media Placa–Tycho-2 |          | Dispersión Placa–Tycho-2 |          | Mediana del error en Tycho-2 |          | Error calculado en Placa CdC |          |
|-------|--------------------------------------|--------------------------------|----------|--------------------------|----------|------------------------------|----------|------------------------------|----------|
|       |                                      | $\alpha$                       | $\delta$ | $\alpha$                 | $\delta$ | $\alpha$                     | $\delta$ | $\alpha$                     | $\delta$ |
|       |                                      | 1                              | 9.6      | 0.25                     | 0.25     | 0.34                         | 0.29     | 0.13                         | 0.12     |
| 2     | 10.7                                 | 0.00                           | 0.07     | 0.21                     | 0.25     | 0.22                         | 0.19     | 0.15                         | 0.16     |
| 3     | 11.1                                 | -0.13                          | -0.12    | 0.33                     | 0.28     | 0.22                         | 0.20     | 0.24                         | 0.20     |
| 4     | 11.4                                 | -0.07                          | -0.13    | 0.25                     | 0.27     | 0.23                         | 0.20     | 0.09                         | 0.18     |
| 5     | 11.6                                 | -0.09                          | -0.14    | 0.32                     | 0.30     | 0.23                         | 0.20     | 0.21                         | 0.23     |
| 6     | 11.8                                 | -0.17                          | -0.16    | 0.36                     | 0.36     | 0.25                         | 0.22     | 0.26                         | 0.28     |
| 7     | 12.0                                 | -0.12                          | -0.10    | 0.39                     | 0.32     | 0.34                         | 0.30     | 0.19                         | 0.10     |
| 8     | 12.2                                 | 0.02                           | -0.13    | 0.48                     | 0.36     | 0.34                         | 0.30     | 0.34                         | 0.19     |
| 9     | 12.5                                 | -0.07                          | -0.11    | 0.38                     | 0.36     | 0.35                         | 0.31     | 0.15                         | 0.17     |
| 10    | 13.1                                 | -0.06                          | -0.06    | 0.35                     | 0.42     | 0.36                         | 0.33     | 0.25                         | 0.25     |

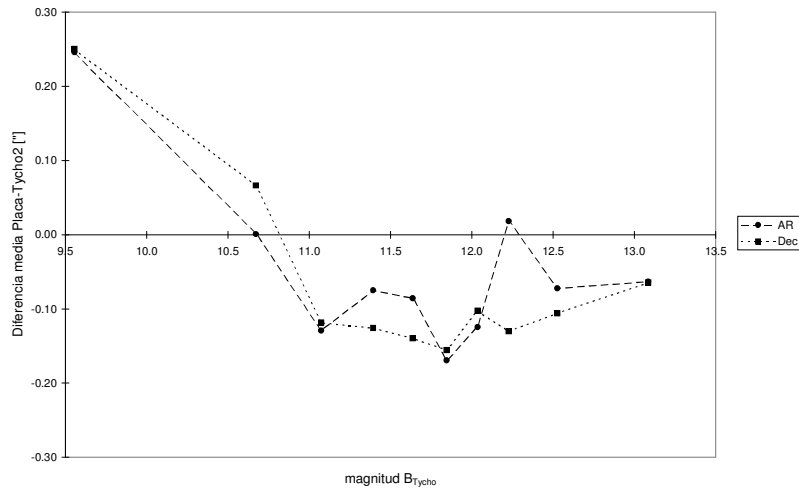


Figura 18. Diferencia media Placa–Tycho-2 en segundos de arco para distintos intervalos de magnitud aparente B.

Tabla 10.5. Diferencias Placa–Tycho-2 y errores en las posiciones para distintos intervalos de color  $B_{\text{Tycho}}-V_{\text{Tycho}}$ , en segundos de arco.

| Grupo | Índice de color medio<br>$B_{\text{Tycho}}-V_{\text{Tycho}}$ | Diferencia media Placa–Tycho-2 |          | Dispersión Placa–Tycho-2 |          | Mediana del error en Tycho-2 |          | Error calculado en Placa CdC |          |
|-------|--|--------------------------------|----------|--------------------------|----------|------------------------------|----------|------------------------------|----------|
|       |  | $\alpha$                       | $\delta$ | $\alpha$                 | $\delta$ | $\alpha$                     | $\delta$ | $\alpha$                     | $\delta$ |
|       |  | 1                              | -0.15    | -0.02                    | 0.01     | 0.43                         | 0.39     | 0.33                         | 0.28     |
| 2     | 0.05   | -0.05                          | -0.02    | 0.38                     | 0.37     | 0.23                         | 0.20     | 0.30                         | 0.31     |
| 3     | 0.14   | -0.02                          | -0.07    | 0.41                     | 0.37     | 0.23                         | 0.20     | 0.33                         | 0.31     |
| 4     | 0.23   | -0.06                          | -0.14    | 0.42                     | 0.32     | 0.23                         | 0.21     | 0.35                         | 0.25     |
| 5     | 0.33   | -0.04                          | -0.08    | 0.32                     | 0.28     | 0.23                         | 0.20     | 0.22                         | 0.20     |
| 6     | 0.46   | -0.11                          | -0.06    | 0.29                     | 0.25     | 0.23                         | 0.20     | 0.17                         | 0.15     |
| 7     | 0.62   | -0.03                          | -0.04    | 0.26                     | 0.36     | 0.24                         | 0.20     | 0.12                         | 0.30     |
| 8     | 0.91   | -0.02                          | -0.12    | 0.33                     | 0.30     | 0.25                         | 0.22     | 0.21                         | 0.20     |
| 9     | 1.23   | -0.06                          | -0.05    | 0.38                     | 0.38     | 0.32                         | 0.28     | 0.19                         | 0.26     |
| 10    | 1.63   | -0.04                          | -0.06    | 0.39                     | 0.36     | 0.27                         | 0.23     | 0.28                         | 0.27     |

## CAPÍTULO 3: DIGITALIZACIÓN DE PLACAS CON CCD

### 11. Método de medición

A fin de hacer un buen aprovechamiento de la información contenida en las placas fotográficas es necesario contar con una metodología de digitalización y medición propia, ya que no sería practicable desplazar un gran número de placas – cientos o miles– hasta la ubicación de la MAMA o algún otro instrumento de características similares, por el gran volumen y el riesgo que significa para un material tan frágil. Por este motivo se propuso la medición empleando imágenes digitales de las placas fotográficas generadas con la cámara CCD de grado científico de la Estación Astrofísica de Bosque Alegre.

La utilidad astrométrica que se desea dar a los datos requiere una frecuencia de muestreo de las imágenes suficientemente alta para poder determinar los centroides de las imágenes con precisión del orden de la décima de segundo de arco, es decir entre  $2\mu\text{m}$  y  $3\mu\text{m}$  para placas tomadas con el telescopio astrográfico. Considerando que típicamente el error en los centroides es del orden de la décima de pixel, esta condición implica que el tamaño de un pixel sobre la placa no podrá exceder los  $30\mu\text{m}$ . Dado que el CCD que se planea utilizar tiene 1024 pixeles de lado, la escala de digitalización deberá elegirse de forma tal que la región de la placa cubierta por una imagen CCD no sobrepase los 30mm aproximadamente.

Si con una imagen CCD sólo puede cubrirse un área de la placa de no más de 30mm de lado, para la medición de una placa completa se deberá tomar un mosaico de imágenes. En este punto se plantea el inconveniente de la ubicación precisa sobre la placa de cada una de las imágenes que forma el mosaico a fin de mantener la precisión en las posiciones relativas de las estrellas de una imagen a otra. Medir estas ubicaciones requeriría de un sistema de posicionado con precisión del orden de la décima de micrón, del que no se dispone.

Como alternativa al posicionado preciso de los frames CCD sobre la placa, se plantea la utilización de la técnica de ajuste en bloque para obtener las posiciones en todo el campo cubierto por la placa a partir de las posiciones medidas sobre frames tomados con superposición parcial. Esta técnica fue originalmente planteada por Stock (1981) para la reducción simultánea de conjuntos de placas fotográficas tomadas con superposición parcial, cuando el número de estrellas de referencia no era suficiente para reducir cada placa individualmente.

#### 11.1. Ajuste en bloque

En esta sección se hace una revisión de la técnica del ajuste en bloque en la forma original planteada por Stock (1981). Recuérdese que el problema básico de la Astrometría fotográfica es la conversión de coordenadas medidas sobre la placa a coordenadas esféricas sobre el cielo. El proceso seguido normalmente se describe por el siguiente esquema simbólico:

$$(\alpha, \delta) \rightarrow (\text{Proyección Geométrica}) \rightarrow (\xi, \eta) \rightarrow (\text{Polinomios}) \rightarrow (x, y)$$

Donde  $(\alpha, \delta)$  son las coordenadas celestes de un punto dado,  $(\xi, \eta)$  sus coordenadas rectangulares teóricas en el plano de la placa según la proyección geométrica correspondiente, y  $(x, y)$  son las coordenadas rectangulares medidas sobre la placa.

Esto significa que se toman  $(\alpha, \delta)$  de un conjunto de objetos de referencia y se las convierte en coordenadas rectangulares planas teóricas  $(\xi, \eta)$  con la ayuda de una proyección geométrica adecuada –tangencial, concéntrica u otra, según el sistema óptico–. Estas coordenadas son luego comparadas con las medidas  $(x, y)$  estableciéndose la relación entre los dos conjuntos de coordenadas, usualmente como polinomios que pueden tener la forma

$$\xi = p_{00} + p_{10} x + p_{01} y + p_{20} x^2 + p_{11} xy + p_{02} y^2 + \dots$$

$$\eta = q_{00} + q_{10} x + q_{01} y + q_{20} x^2 + q_{11} xy + q_{02} y^2 + \dots$$

donde el número de coeficientes  $p_{ij}$  y  $q_{ij}$  que se van a usar depende principalmente del número  $R$  de objetos de referencia disponibles. Siempre se prefiere incluir menos coeficientes que  $R$ , y determinarlos por cuadrados mínimos, pero esto a veces puede no ser posible debido a la escasez de estrellas de referencia. Una vez determinados los coeficientes, el mismo esquema mencionado se usa en sentido inverso, calculándose las coordenadas celestes  $(\alpha, \delta)$  de cualquier objeto a partir de las  $(x, y)$  medidas sobre la placa.

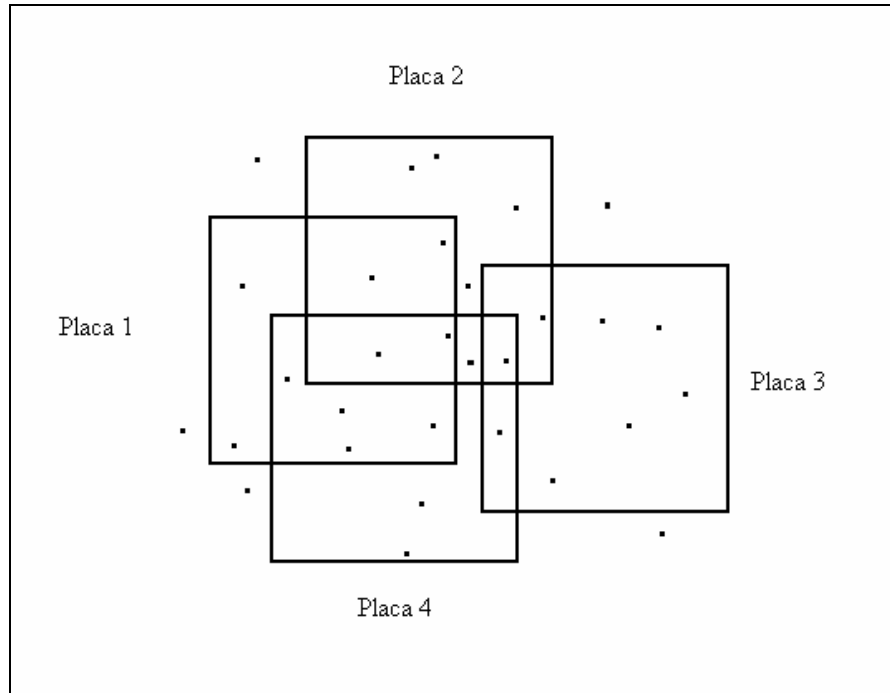


Figura 19 . Esquema de un campo estelar cubierto por 4 placas con superposición parcial.

Cuando se trabaja con  $N$  placas con superposición parcial (Figura 19) se pueden introducir condiciones adicionales. Naturalmente, si hay suficientes estrellas de referencia se puede reducir cada placa por separado usando el método estándar. Sin embargo, en este caso se pueden encontrar diferencias sistemáticas entre las placas en el área en común. Se puede intentar evitar este problema de la siguiente manera: se comienza reduciendo una placa, supóngase la placa 1, en la forma estándar con lo cual se pueden calcular las coordenadas celestes de todas las estrellas presentes en ella. Para reducir la placa 2, que se superpone con la 1, se utilizan como estrellas de referencia

tanto las del catálogo como las de la zona de superposición con la placa 1, que serían una suerte de “estrellas de referencia artificiales” para la reducción de las placas vecinas. Para reducir la placa 3 se utilizan como estrellas de referencia aquellas del catálogo, más las que se encuentran en la zona de superposición con la placa 1 y las que se encuentran en la zona de superposición con la placa 2, y así sucesivamente hasta reducir la última placa. Pero, debe notarse que si se comienza la reducción con otra placa y/o se hace en otro orden, los resultados no necesariamente van a ser los mismos. Lo que se necesita entonces es un sistema que reduzca todas las placas simultáneamente, imponiendo a la solución para cada placa no sólo la condición de mejor ajuste con el catálogo de referencia, sino también con las placas vecinas. Esto es lo que se llama un **ajuste en bloque**.

Cada posición celeste es considerada como un punto sobre la esfera unitaria en el sistema cartesiano tridimensional  $\xi, \eta, \zeta$  solidario al sistema de referencia ecuatorial, mientras que las posiciones medidas sobre la placa se expresan en un sistema  $u, v, w$  solidario a la placa (Figura 20). El pasaje de  $X, Y$  a  $u, v, w$  y viceversa se hace mediante la proyección tangencial o la concéntrica, según la óptica del telescopio. En el caso libre de errores la transformación de un sistema de coordenadas tridimensional al otro consiste en una rotación, matemáticamente representada por una matriz ortogonal:

$$a_{11}u + a_{12}v + a_{13}w = \xi$$

$$a_{21}u + a_{22}v + a_{23}w = \eta$$

$$a_{31}u + a_{32}v + a_{33}w = \zeta$$

Si la  $i$ -ésima estrella en la  $m$ -ésima placa es una estrella de referencia, da origen a un conjunto de ecuaciones de referencia:

$$a_{m11}u_{mi} + a_{m12}v_{mi} + a_{m13}w_{mi} = \xi_i$$

$$a_{m21}u_{mi} + a_{m22}v_{mi} + a_{m23}w_{mi} = \eta_i$$

$$a_{m31}u_{mi} + a_{m32}v_{mi} + a_{m33}w_{mi} = \zeta_i$$

En tanto que si la  $i$ -ésima estrella ha sido medida en la  $m$ -ésima placa y en la  $n$ -ésima, lo que la convierte en una estrella de enlace entre estas placas, da origen al siguiente conjunto de ecuaciones de enlace:

$$a_{m11}u_{mi} + a_{m12}v_{mi} + a_{m13}w_{mi} - a_{n11}u_{ni} - a_{n12}v_{ni} - a_{n13}w_{ni} = 0$$

$$a_{m21}u_{mi} + a_{m22}v_{mi} + a_{m23}w_{mi} - a_{n21}u_{ni} - a_{n22}v_{ni} - a_{n23}w_{ni} = 0$$

$$a_{m31}u_{mi} + a_{m32}v_{mi} + a_{m33}w_{mi} - a_{n31}u_{ni} - a_{n32}v_{ni} - a_{n33}w_{ni} = 0$$

Estas ecuaciones se resuelven por cuadrados mínimos para encontrar todos los  $a_{mij}$ , que son los elementos de las  $N$  matrices  $3 \times 3$ . La condición mínima para poder encontrar una solución es tener tres estrellas de referencia en todo el campo cubierto por el conjunto de placas, y tres estrellas de enlace en cada placa, pero en general se tiene mucho más que eso.



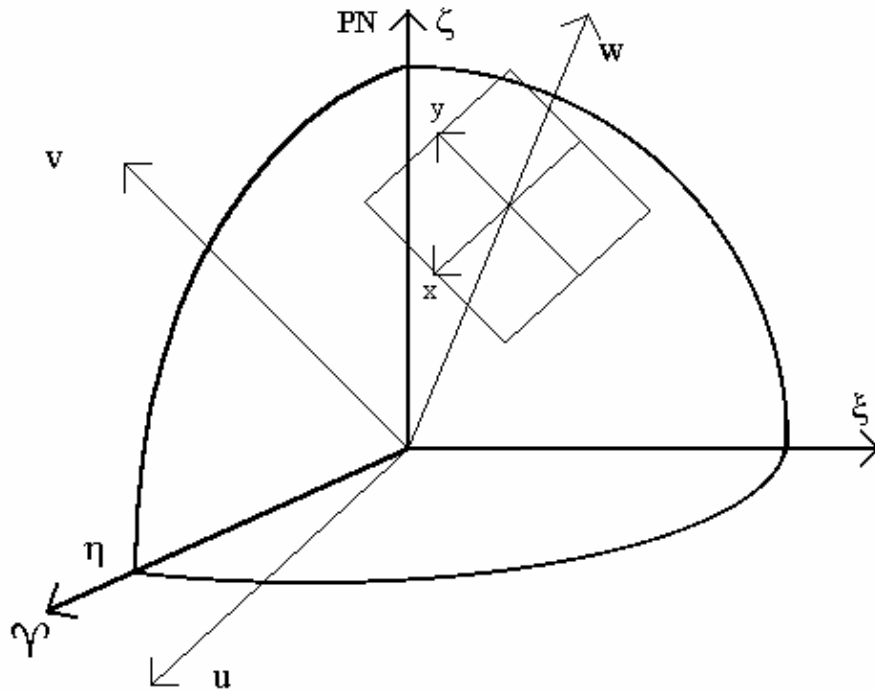


Figura 20. Sistemas de coordenadas tridimensionales empleadas en el ajuste en bloque:  $\xi, \eta, \zeta$  solidario al sistema de referencia y  $u, v, w$  solidario a la placa.

Hasta el año 1997 había además otra razón que hacía deseable un ajuste en bloque, y es que las únicas fuentes de posiciones fundamentales precisas eran los FK, cuya última versión, el FK5, tiene una densidad promedio de 1 estrella cada 25 grados cuadrados, lo cual es muy poco para las placas de cualquier telescopio astrográfico. El método de ajuste en bloque permite cubrir una gran porción del cielo en un solo proceso y así trabajar con unas pocas estrellas de referencia. A partir del año 1997 la situación ha mejorado notablemente con la publicación de los catálogos Hipparcos y Tycho (European Space Agency 1997), con densidades promedio de 3 y 25 estrellas por grado cuadrado respectivamente, y posteriormente los catálogos ACT y Tycho-2.

## 11.2. Generación de las imágenes digitales

Para la utilización de la cámara CCD de la Estación Astrofísica de Bosque Alegre como elemento digitalizador de placas se la dispone en un dispositivo de soporte diseñado ad-hoc. Este soporte permite el desplazamiento de la cámara en sentido vertical, con lo cual se modifica el factor de escala entre el frame y la placa (Figura 21).

La óptica es un objetivo fotográfico multi-coating de 80mm de distancia focal  $f/1.2$ , optimizado para trabajar en escalas próximas a 1:1, que cuenta con un diafragma que le permite reducir la luminosidad hasta  $f/5.6$ . Además de la cámara, se dispone de una fuente de iluminación posterior para la placa, con sus correspondientes filtros y difusores.

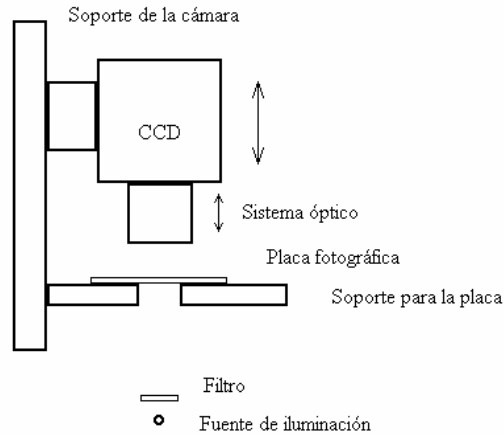


Figura 21. Representación esquemática del sistema digitalizador propuesto para la medición de placas fotográficas con CCD.

## 12. Evaluación mediante simulaciones numéricas

A fin de determinar el comportamiento del método propuesto para la medición de placas fotográficas y ver si introducía errores adicionales a los de medición antes de encarar el diseño instrumental, fue aplicado sobre campos generados artificialmente (Bustos Fierro 1998). El procedimiento seguido consistió en varias etapas, a saber:

### Generación de mediciones artificiales

En esta etapa se introdujeron diversos efectos instrumentales y errores de medición que a continuación se detallan:

1. En el montaje para el CCD no está previsto un sistema de precisión para el posicionado de la placa, por lo tanto si bien se puede pretender que los frames tengan determinados centros prefijados, en una medición real el frame estará centrado en esa posición ideal más algún desplazamiento aleatorio que dependerá de la forma en que se haga el posicionado de la misma. Este efecto se introdujo en las simulaciones sumándole a los centros teóricos desplazamientos en ambas coordenadas generados como números aleatorios de distribución gaussiana centrada en 0 y de dispersión  $\sigma_{X_c, Y_c}$ , donde  $\sigma_{X_c, Y_c}$  es una variable del programa llamada **error de posicionado del CCD**.
2. Algo similar ocurre con la orientación de los frames con respecto a la placa, ya que no se cuenta con un dispositivo que asegure un paralelismo perfecto entre aquéllos y ésta. Por ello se le asignó a cada frame un ángulo de rotación  $\theta$  con respecto al sistema de referencia de la placa. Estos ángulos también se generaron como números aleatorios con distribución gaussiana de media nula y dispersión  $\sigma_\theta$ , que es otra de las variables del programa llamada **error de orientación del CCD**.
3. Una vez posicionada la placa, el sistema óptico produce una imagen de ésta sobre el CCD. Como es sabido, los sistemas ópticos producen distorsiones que introducen desplazamientos en las imágenes en una forma sistemática. Esto se simuló sumando a las coordenadas de las estrellas sobre el frame un par de funciones  $\Delta x$  y  $\Delta y$  que dependen de la posición de la estrella sobre el frame, pero que son las mismas para todos los frames de una misma digitalización, ya que entre la toma de una imagen y

otra sólo hay un desplazamiento horizontal de la placa, pero no se modifica la posición de la cámara, es decir ni el factor de escala ni el foco, que es lo que podría cambiar la forma de estas funciones. Estas funciones  $\Delta x(x,y)$  y  $\Delta y(x,y)$  constituyen el **modelo de distorsión**.

4. Hasta aquí se tiene simulada la parte instrumental; resta introducir los errores de medición que son: por un lado la precisión con la cual se determinan los centroides de las imágenes estelares digitalizadas, y por otro lado la precisión con la cual están dadas las posiciones de referencia. Estos errores también se introdujeron como números aleatorios con distribución gaussiana de media nula y dispersión  $\sigma_{x,y}$  –**error de centrado**– para los centroides de las estrellas y  $\sigma_{X_r,Y_r}$  –el **error en las posiciones de referencia**– para las posiciones de las estrellas de referencia.

Resumiendo, la generación de los datos consiste en, primero, posicionar las estrellas aleatoriamente distribuidas en un campo cuadrado. Luego para cada frame se calcula su posición teórica, a la cual se le suma el error de posicionado y se le da su ángulo de rotación con respecto a la placa. Con esto se transforman todas las coordenadas de las estrellas al sistema del frame, y se eliminan entonces las que caen afuera del mismo. Para las estrellas que quedan dentro se calculan los desplazamientos producidos por la óptica  $\Delta x(x,y)$  y  $\Delta y(x,y)$ , que se le suman a las coordenadas respectivas, y finalmente el error de centrado de la imagen estelar. Hecho esto se vuelve a verificar que esas estrellas sigan dentro del frame, ya que al sumar desplazamientos, alguna del borde podría terminar afuera, y con las que quedan se arma la lista de las posiciones medidas sobre el mismo. El error en las posiciones de referencia no se introduce en esta etapa, sino al hacer el ajuste de los coeficientes, que es donde intervienen.

Así, como salida del programa que genera los datos simulados se tiene un archivo que contiene una lista de todas las estrellas con sus posiciones, las posiciones e inclinaciones de cada uno de los frames, y tantas listas como frames, cada una conteniendo las coordenadas rectangulares de las estrellas medidas sobre cada uno de ellos.

### **Armado de ecuaciones del ajuste en bloque**

La etapa siguiente, ejecutada por el segundo programa, consiste en armar las ecuaciones que se van a ajustar. El programa que lleva a cabo esta segunda etapa efectúa entonces dos inspecciones de la lista de estrellas presentes en cada frame: en la primera se encuentran las estrellas que están presentes en más de un frame, y que por lo tanto dan origen a ecuaciones de enlace, y en la segunda se encuentran las estrellas de referencia, calculándose en cada caso las variables de las ecuaciones del ajuste en bloque correspondientes, que son almacenadas para el paso siguiente. En el caso de las ecuaciones de referencia, el término correspondiente al catálogo de referencia se calcula con la posición verdadera de la estrella más un desplazamiento aleatorio de distribución gaussiana  $\sigma_{X_r,Y_r}$  –el **error en las posiciones de referencia**–.

### **Ajuste por cuadrados mínimos**

La tercera etapa, ejecutada por el tercero de los programas desarrollados, es la más sencilla pero la que insume más tiempo de cálculo, y simplemente ajusta por cuadrados mínimos las ecuaciones, tomando como datos de entrada los archivos de salida del programa de la etapa anterior. Como las ecuaciones para cada coordenada son independientes y son grabadas en archivos distintos, se efectúan también tantos ajustes

independientes entre sí como coordenadas rectangulares intervienen en el ajuste en bloque. Para estos ajustes se emplea la rutina **lfit** en Press et al. (1989), que resuelve las ecuaciones normales de los cuadrados mínimos por eliminación de Gauss-Jordan.

### **Cálculo de residuos**

A esta altura del procedimiento ya se tienen todos los coeficientes para pasar las coordenadas medidas en cualquier frame a coordenadas sobre la placa. Se quiere saber entonces cuánto se apartan estas coordenadas de las verdaderas, y en esto consiste la cuarta etapa.

Con los coeficientes que resultan de los ajustes se transforman las coordenadas medidas sobre cada frame, presentes en el archivo de salida del paso 1, a posiciones sobre el campo de la placa, calculándose los residuos como las diferencias entre las posiciones así obtenidas y las posiciones verdaderas de las estrellas, es decir las generadas en la primera etapa antes de introducir ningún error. Estos residuos se vuelcan en el correspondiente archivo de salida para su posterior análisis estadístico.

#### **12.1. Resultados**

Para poder comparar los resultados, y así estudiar el efecto de las distintas variables que entran en juego durante la digitalización de una placa, se empleó siempre el mismo campo simulado, es decir que las posiciones sobre la placa son las mismas para todas las estrellas en todas las simulaciones.

El parámetro que se empleó para evaluar la calidad de los resultados fue la **dispersión en los residuos ( $\sigma$ )**, entendiéndose como tal a la desviación estándar de las diferencias entre las posiciones verdaderas en el campo artificial, y las que resultaban de las posiciones medidas sobre los frames luego de aplicarles las transformaciones ajustadas en bloque.

### **Centrado y orientación de los frames**

Lo primero que se quiso determinar fue la degradación producida en la calidad de las posiciones sólo por el método de digitalización y ajuste. Para ello se simuló la digitalización con una óptica perfecta ( $\Delta x(x,y)=0$  y  $\Delta y(x,y)=0$ ) y sin error de centrado en las imágenes estelares ( $\sigma_{x,y}=0$ ).

Los únicos parámetros no nulos fueron el error de posicionado del CCD y la rotación del mismo con respecto a la placa, características inherentes a la forma de digitalizar que se propone, debido a que el posicionado de la placa antes de cada toma se haría, en principio, sin la ayuda de instrumentos de precisión.

En el primer conjunto de simulaciones los frames se supusieron perfectamente alineados con la placa, y por lo tanto  $\sigma_{\theta}=0$ , pero se dieron dispersiones no nulas a las diferencias entre las posiciones "verdaderas" de los centros de los frames y las "teóricas". Estas dispersiones fueron desde 0 hasta 3mm. En todos los casos se obtuvo un error despreciable.

Para el segundo conjunto de simulaciones se colocaron los centros de los frames exactamente en las posiciones "teóricas" ( $\sigma_{X_c, Y_c}=0$ ), pero con ángulos entre sus ejes y los de la placa cuyas dispersiones fueron de  $0^\circ$  a  $5^\circ$ , obteniéndose también residuos despreciables. A fin de confirmar que esto fuera así también cuando se combinan los dos efectos hasta ahora estudiados (rotación y error en el centrado de los frames), y que no fuera una característica particular del conjunto de puntos empleado, se hicieron 10 simulaciones, cada una con distintas posiciones sobre la placa para las 150 estrellas,

dándoles dispersiones tanto a los centros de los frames ( $\sigma_{X_C, Y_C}=2\text{mm}$ ) como a los ángulos de los mismos ( $\sigma_{\theta}=5^\circ$ ). Los valores de  $\sigma$  que resultan se mantienen siempre muy por debajo de la precisión alcanzable en cualquier medición real, y por lo tanto son despreciables. Es posible que la ínfima dispersión encontrada se deba al error de truncamiento en el tratamiento numérico. Se concluye entonces que el método en sí no introduce degradaciones apreciables en la calidad de las posiciones, y por lo tanto es en principio aplicable a programas de Astrometría de objetos puntuales.

En todo lo que sigue se empleó  $\sigma_{X_C, Y_C}=2\text{mm}$  y  $\sigma_{\theta}=5^\circ$  por considerárselos valores razonables para el método de digitalización que se propone, aunque tal vez un poco elevados.

### **Deformaciones radiales concéntricas con el frame**

En general, en los sistemas ópticos centrados las aberraciones producen desplazamientos radiales de las imágenes, en torno al eje óptico. Si además dicho eje es perpendicular al CCD y lo interseca en el centro, las deformaciones presentes en los frames también serán radiales y concéntricas con éste. En la realidad no se darán todas estas condiciones, pero se introdujeron deformaciones de este tipo principalmente para conocer los efectos de las dispersiones en los centros de los frames y en sus orientaciones, en el mismo rango de valores que en el punto anterior, pero esta vez sobre un modelo un poco más realista.

Se hicieron tres grupos de simulaciones, en los cuales las deformaciones fueron de la siguiente forma:

-grupo 1:  $\Delta r(r) = a r$

-grupo 2:  $\Delta r(r) = a r^2$

-grupo 3:  $\Delta r(r) = a r^3$

donde  $r$  es la coordenada polar radial desde el centro del frame y  $a$  es una constante que en los tres casos se eligió de forma que se cumpliera que  $\Delta r = 0.70\text{px}$  en el borde del frame, entendiendo  $r=500\text{px}$  como tal, con lo cual  $\Delta r$  puede superar los  $1.5\text{px}$  en las esquinas. Se puede ver que el ajuste lineal en bloque absorbe parte de las distorsiones, por lo que se obtienen dispersiones del orden de la décima de pixel, algo menores para las deformaciones modeladas por la expresión cuadrática que para las dadas por la cúbica. Una distorsión lineal sólo modifica el factor de escala, el cual ya está contemplado en el ajuste en bloque, por lo cual se siguen teniendo dispersiones despreciables como en el caso libre de deformaciones.

### **Centrado de las imágenes estelares**

Para estudiar el efecto del error de centrado de las imágenes estelares, se confeccionaron cuatro grupos de simulaciones: en el primero la única variable no nula fue precisamente el error de centrado, que se varió desde  $\sigma_{x,y}=0$  hasta  $\sigma_{x,y}=0.25\text{px}$ ; en el segundo grupo se introdujeron además dispersiones fijas en el posicionado de los frames ( $\sigma_{X_C, Y_C}=2\text{mm}$ ) y en la orientación de los mismos ( $\sigma_{\theta}=5^\circ$ ); en el tercer grupo se agregaron deformaciones radiales cuadráticas en  $r$ , y en el cuarto grupo deformaciones radiales cúbicas en  $r$  como.

De acuerdo a lo encontrado el error de centrado limita la precisión de una forma que puede expresarse como  $\sigma \approx c \sigma_{x,y}$  con la constante de proporcionalidad cercana a la unidad para el caso libre de deformaciones.

Cuando el error de centrado se combina con distorsiones ópticas, éstas ponen una cota inferior al valor de  $\sigma$ , que es de aproximadamente 0.10píxeles en el modelo cuadrático en  $r$  y 0.20píxeles en el cúbico, que para el doble astrógrafo de Córdoba significa 0.11" y 0.23" respectivamente. Por encima de estos valores se puede aplicar una relación de la forma  $\sigma \approx 0.6'' + \sigma_{x,y}$  para el caso  $\Delta r = ar^2$ , y  $\sigma \approx 0.11'' + \sigma_{x,y}$  para el caso  $\Delta r = ar^3$ . En resumen, en las simulaciones presentadas en este trabajo, la calidad de las posiciones finales está limitada principalmente por las características de la óptica de la cámara.

Finalmente se puede concluir que para obtener posiciones de calidad suficiente para determinar movimientos propios a partir de las placas del Catálogo Astrográfico y de la Carte du Ciel, lo más importante es asegurar un sistema óptico suficientemente corregido de aberraciones, entendiendo como tal a aquel que a 15mm del eje óptico, es decir sobre las esquinas del CCD, produzca distorsiones menores que el tamaño de un pixel. En esta situación el error de centrado de las imágenes estelares determina la precisión en las posiciones finales. Puesto que generalmente  $\sigma_{x,y} < 0.1$  pixel, se puede esperar  $\sigma < 0.25px = 0.3''$ , que con un arco de tiempo de 80 años permitiría detectar movimientos propios superiores a los 0.4"/siglo = 4msa/año (milisegundos de arco por año). También se encontró una correlación aproximadamente lineal, aunque con factor de proporcionalidad algo inferior a la unidad, entre la precisión alcanzable y el error de las posiciones de referencia, lo que puede significar una limitación para la medición de placas antiguas.

### 13. Digitalización y medición de una placa con CCD

Dado el resultado alentador de las simulaciones numéricas, se emprendió el diseño de un prototipo para la digitalización de una placa CdC y poder evaluar datos reales. Para esta digitalización experimental se eligió una placa con una alta densidad de estrellas que facilitara el ajuste en bloque, y que ya hubiera sido digitalizada con la MAMA, con lo cual se tienen posiciones de comparación de alta precisión astrométrica. Teniendo en cuenta estas consideraciones se seleccionó la placa 6448 de la colección Carte du Ciel de Córdoba, correspondiente a un campo cercano al plano galáctico en dirección al cúmulo abierto NGC 2587. El montaje experimental para la cámara CCD puede verse en la Figura 22.

La distancia cámara-placa se eligió de forma que cada frame cubriera un área cuadrada de aproximadamente 30mm de lado (Figura 23), que es el mayor tamaño posible para estas mediciones de acuerdo a las estimaciones previas (ver 11. *Método de medición*). Se constató que con este muestreo



Figura 22. Dispositivo experimental con la cámara CCD montada por encima de la mesa que actuó como soporte de la placa.

las imágenes triples están bien resueltas y que hay suficientes estrellas de enlace entre frames adyacentes. Para medir la totalidad de una placa de  $2^\circ \times 2^\circ$  se tomó un mosaico de  $8 \times 8$  frames tomados con superposición del 50% en ambas coordenadas. Dado que se trata de un campo denso, hay muchas estrellas en común entre frames superpuestos, típicamente unas 40 estrellas en frames con superposición del 50% (centro-borde) y unas 20 en los que se superponen un 25% (centro-esquina).

Dado que las simulaciones numéricas arrojaron como resultado que los factores limitantes de la precisión alcanzable con el método propuesto son el error de centrado y las distorsiones introducidas por la óptica de la cámara, además del mosaico de imágenes destinado a medir la placa se llevó a cabo un conjunto de tomas del centro de la placa con el objetivo de determinar la magnitud de estos dos efectos.

Además de las imágenes de la placa, se tomaron las imágenes de calibración CCD estándar: bias y flat-field. Para este último se tomaron imágenes con la fuente de iluminación encendida retirando la placa de su lugar. No se tomaron imágenes de corriente de oscuridad ya que para los cortos tiempos de exposición empleados ésta es despreciable en la cámara CCD utilizada.

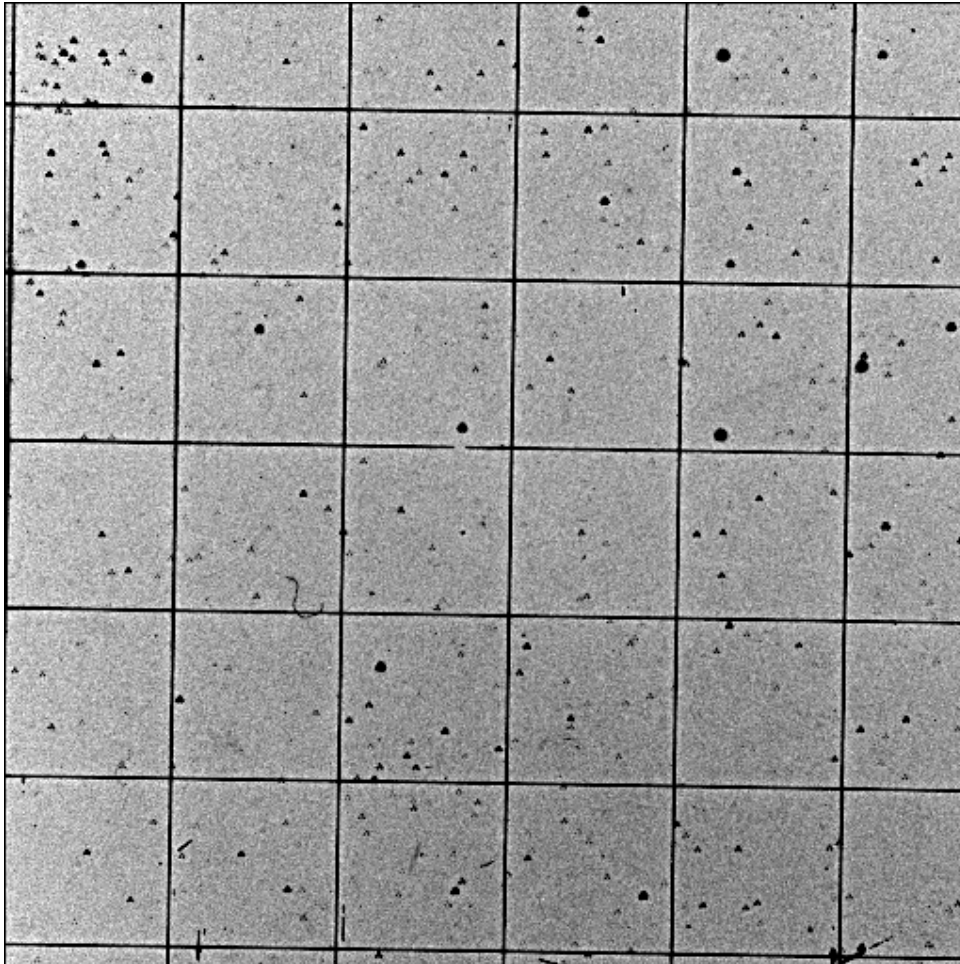


Figura 23. Imagen CCD de la región central de la placa CdC 6448. Los 1024 pixeles cubren una longitud aproximadamente igual a seis cuadros del retículo, es decir 30mm, equivalente a  $30'$  en el cielo.

### 13.1. Inspección de las imágenes estelares

Se empleó la tarea Imexamine de IRAF para hacer un análisis rápido de las formas y dimensiones de las imágenes estelares en la región central de la placa y así encontrar una primera aproximación a los parámetros que mejor se ajusten para la detección con SExtractor. Para obtener el fwhm se examinaron los perfiles de ennegrecimiento de la exposición más al sur de las tres que presenta cada estrella, y para caracterizar la geometría de las imágenes triples se analizaron las curvas de isodensidad fotográfica de estrellas con las tres exposiciones separadas (Figura 24), determinándose la distancia  $\Delta x$  entre los picos de las exposiciones más al norte, y  $\Delta y$  entre las exposiciones del norte y la del sur (Figura 25). Los valores medios encontrados para estas distancias fueron 4.3px y 3.1px respectivamente, con muy pequeñas variaciones de una imagen a otra. Durante este examen se constató también que con nuestro muestreo de los perfiles de ennegrecimiento no es posible diferenciarlos de una curva gaussiana, al menos mientras no se tratara de imágenes saturadas (Figura 26).

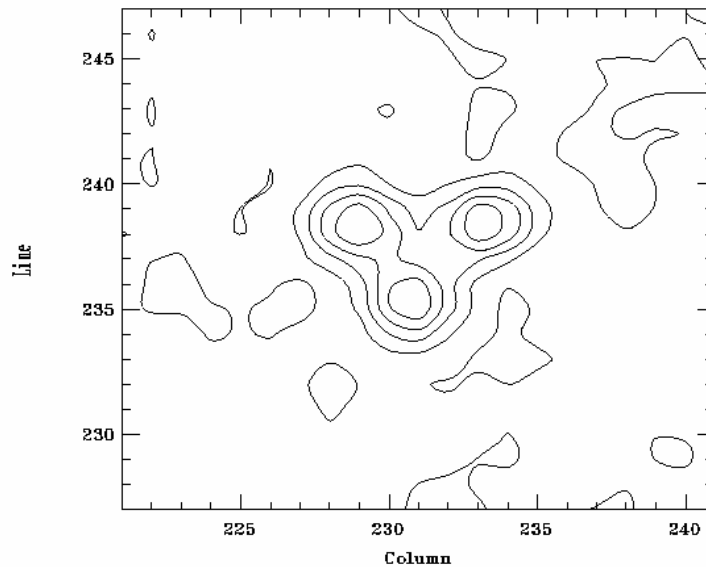


Figura 24. Diagrama de isodensidades fotográficas de una imagen estelar triple obtenida con la tarea IMEXAMINE de IRAF a partir de una imagen CCD de la placa CdC 6448. El Norte está arriba.

Finalmente, a diferencia de las imágenes CCD directas donde el fwhm es el mismo para todas las estrellas, en la digitalización de la placa fotográfica se evidenció el aumento del ancho de las imágenes con el ennegrecimiento pico y por lo tanto con el brillo de la estrella, aun sin estar saturadas. En base a 36 imágenes distribuidas por todo un frame tomado sobre el centro de la placa, correspondientes a estrellas en un amplio rango de brillos, desde las apenas visibles hasta las saturadas, se construyó el gráfico que señala cualitativamente la dependencia del ancho con la intensidad pico de las imágenes estelares y por lo tanto con el brillo de las estrellas (Figura 27).

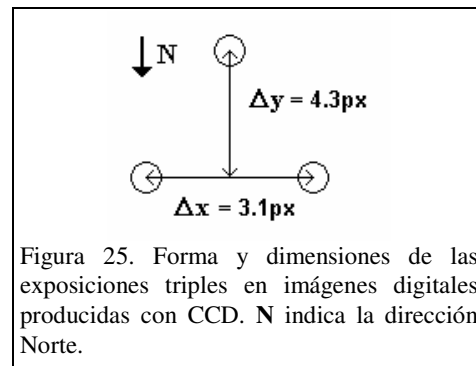


Figura 25. Forma y dimensiones de las exposiciones triples en imágenes digitales producidas con CCD. N indica la dirección Norte.



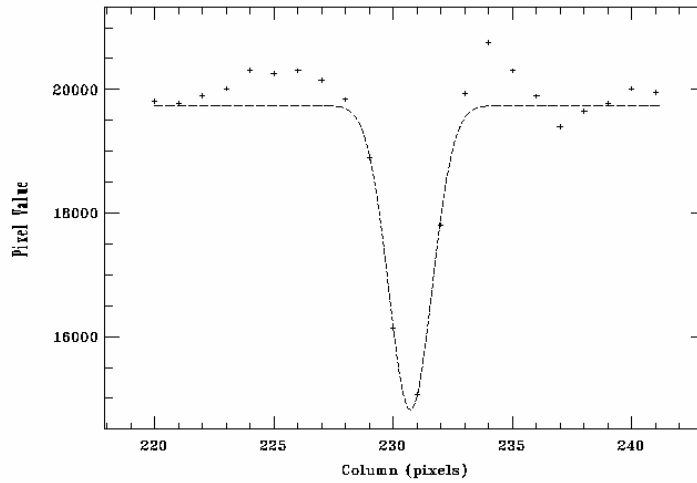


Figura 26. Perfil de transmitancia (inversa del ennegrecimiento) de una imagen estelar. Las cruces son los datos y la línea de trazos la gaussiana que mejor se ajusta a ellos.

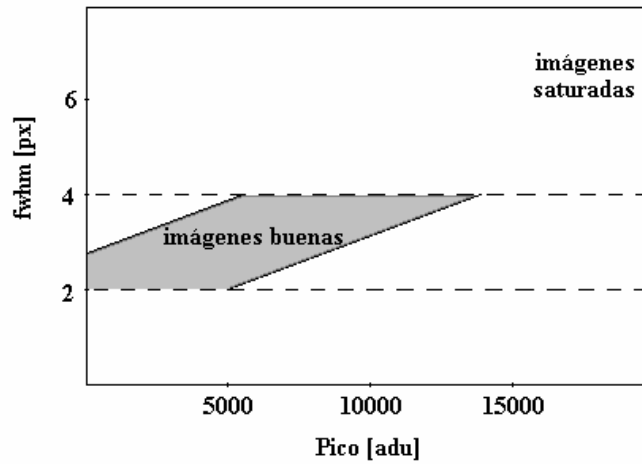


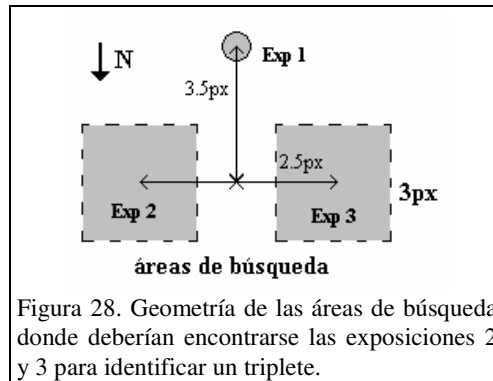
Figura 27. Dependencia del ancho de las imágenes con el brillo de las estrellas.

#### 14. Detección y centrado de imágenes estelares

Con el antecedente de la detección de imágenes estelares en placas digitalizadas con la MAMA, se encaró la detección sobre los frames CCD empleando SExtractor y el software propio para la identificación de tripletes y la eliminación de detecciones espurias. Los parámetros de entrada empleados por SExtractor se establecieron a partir de la inspección llevada a cabo con la tarea IMEXAMINE de IRAF. A continuación se detallan los parámetros empleados cuyos valores son diferentes a los dados por defecto en el software:

| #----- Extraction ----- |       |   |
|-------------------------|-------|---|
| DETECT_MINAREA          | 7     | # minimum number of pixels above threshold      |
| DETECT_THRESH           | 25    | # <sigmas> or <threshold>,<ZP> in mag.arcsec-2  |
| FILTER                  | N     | # apply filter for detection ("Y" or "N")?      |
| DEBLEND_NTHRESH         | 64    | # Number of deblending sub-thresholds           |
| DEBLEND_MINCONT         | 0.001 | # Minimum contrast parameter for deblending     |
| CLEAN                   | N     | # Clean spurious detections? (Y or N)?          |
| #----- Background ----- |       |   |
| BACK_FILTERSIZE         | 7     | # Background filter: <size> or <width>,<height> |
| BACKPHOTO_TYPE          | LOCAL | # can be "GLOBAL" or "LOCAL" (*)                |

Para la identificación de las exposiciones triples se empleó el mismo programa que había sido desarrollado para las imágenes MAMA (Bustos Fierro et al. 2000), modificando las dimensiones de las áreas de búsqueda de acuerdo al resultado de la inspección preliminar de las imágenes que arrojó la forma y dimensiones del triángulo de exposiciones. En dicho programa se definen dos áreas de búsqueda en torno a las posiciones donde deberían encontrarse las exposiciones 2 y 3, asumiendo que una determinada entrada del catálogo correspondiera a la exposición 1 (Figura 28). La condición de identificación de un triplete es encontrar una y sólo una exposición en cada una de las áreas de búsqueda, definiéndose el centro del mismo como la posición promedio de los 3 centroides dados por SExtractor.



#### 14.1. Error de centrado con CCD

Por ser el error de centrado uno de los principales limitantes de la precisión, se buscó determinar su magnitud, para lo cual se hicieron mediciones sobre una serie de 10 frames tomados sobre el centro de la placa –donde las imágenes estelares no están deformadas por aberraciones del telescopio– sin desplazar la placa ni la cámara entre tomas. La escala de digitalización fue la misma que se empleó en toda la digitalización, es decir que cada frame cubre un área de aproximadamente 30mm de lado.

Sobre cada uno de estos frames SExtractor detectó alrededor de 800 “objetos”, muchos de ellos espurios (Figura 29). El primer indicador que se tiene del error de centrado, si bien es sólo una cota inferior, consiste en los errores formales de los centroides provistos por el mismo programa, cuya mediana se encontró en 0.04píxeles (0.07” en el cielo). Estos errores se detallan en la Tabla 14.1 en función de un estimador del brillo de las estrellas, mostrándose valores en el extremo débil dos veces mayores que en el extremo brillante. A partir de esos objetos en el catálogo SExtractor, el programa de identificación de exposiciones triples reconoció un promedio de 155 tripletes por frame (Figura 30).

Tabla 14.1. Errores formales de los centroides provistos por SExtractor.

| Estimador de Flujo<br>[unidades arbitrarias] | Mediana del Error en X<br>[pixeles] | Mediana del Error en Y<br>[pixeles] |
|--|-------------------------------------|-------------------------------------|
| menor que 40000                              | 0.058                               | 0.062                               |
| 40000–60000                                  | 0.047                               | 0.047                               |
| 60000–80000                                  | 0.035                               | 0.035                               |
| 80000–100000                                 | 0.031                               | 0.030                               |
| mayor que 100000                             | 0.026                               | 0.025                               |
| <b>Total</b>                                 | <b>0.041</b>                        | <b>0.042</b>                        |

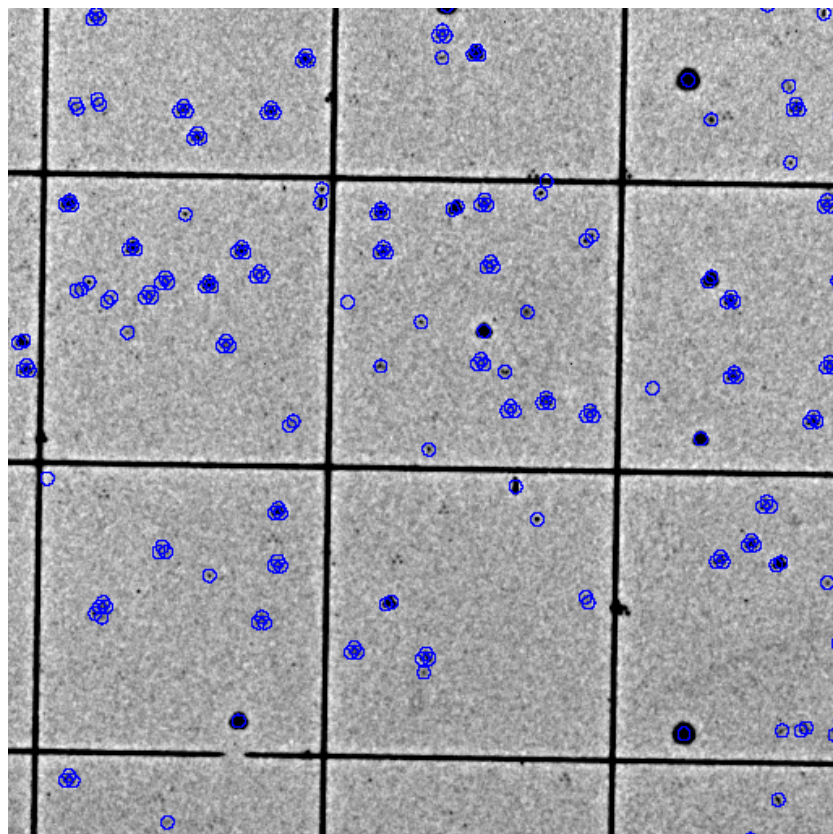


Figura 29. Vista parcial de una imagen CCD, con las detecciones arrojadas por SExtractor, muchas de ellas espurias.

Del mismo modo que se hizo para la digitalización con la MAMA (ver 9.2. *Error de centrado*), también se evaluó el error de centrado de las imágenes a partir de las dispersiones en las diferencias de coordenadas entre pares de componentes de las exposiciones triples. La Tabla 14.2 muestra los valores medios (en valor absoluto) y las dispersiones de estas diferencias para los tres pares de exposiciones: 1-2, 1-3 y 2-3, calculados sobre 1553 tripletes detectados en las 10 imágenes. Las dispersiones permiten estimar que el error de centrado es de aproximadamente 0.16 pixeles en ambas coordenadas para cada una de las tres exposiciones. Al tomar la posición del triplete como la posición promedio de las tres exposiciones, el error se reduce en un factor  $3^{1/2}$ , con lo cual los tripletes deberían centrarse con una precisión de 0.09 pixeles. Considerando la escala de placa y el tamaño del pixel de digitalización

aproximadamente igual a  $30\mu\text{m}$ , esto representa  $0.17''$  en el cielo, muy similar al encontrado para la digitalización con MAMA.

Tabla 14.2. Distancias entre pares de exposiciones: valor medio y dispersión en píxeles.

|             | $\Delta X_{1-2}$ | $\Delta X_{1-3}$ | $\Delta X_{2-3}$ | $\Delta Y_{1-2}$ | $\Delta Y_{1-3}$ | $\Delta Y_{2-3}$ |
|-------------|------------------|------------------|------------------|------------------|------------------|------------------|
| Valor medio | 2.44             | 1.90             | 4.34             | 3.07             | 3.06             | 0.01             |
| Dispersión  | 0.22             | 0.22             | 0.24             | 0.22             | 0.21             | 0.21             |

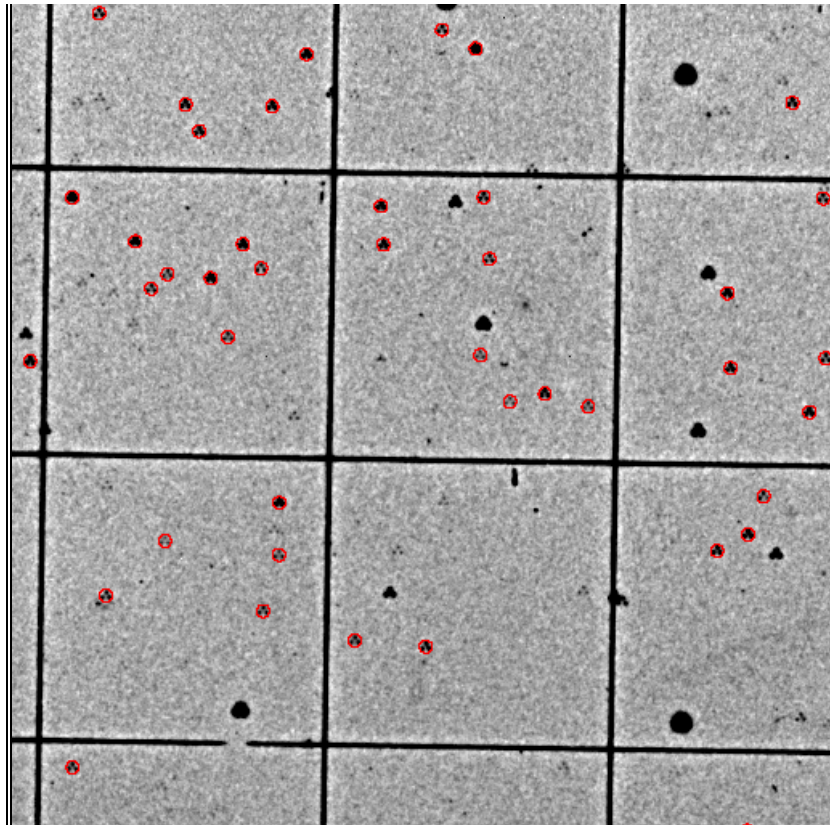


Figura 30. Vista parcial de una imagen CCD, con las exposiciones triples identificadas a partir del catálogo de objetos detectados con SExtractor.

Otra determinación del error interno se obtuvo comparando los catálogos obtenidos a partir de los diez frames tomados sobre el centro de la placa sin desplazamiento entre tomas. Calculando las diferencias en las posiciones de las imágenes triples en los diez frames es posible obtener una posición media y una dispersión para cada estrella. Las medianas de dichas dispersiones para distintos intervalos de brillo se muestran en la Tabla 14.3. Estos valores son notablemente inferiores a los que se obtienen si se comparan las detecciones de SExtractor individualmente, dado que cada posición estelar es una posición promedio de tres detecciones simples.

Tabla 14.3. Dispersiones en las posiciones de los tripletes en diez tomas del centro de la placa.

| Estimador de Flujo<br>[unidades arbitrarias] | Mediana de la Dispersión en X<br>[pixeles] | Mediana de la Dispersión en Y<br>[pixeles] |
|--|--|--|
| menor que 40000                              | 0.037                                      | 0.037                                      |
| 40000–60000                                  | 0.028                                      | 0.028                                      |
| 60000–80000                                  | 0.026                                      | 0.022                                      |
| 80000–100000                                 | 0.022                                      | 0.021                                      |
| mayor que 100000                             | 0.026                                      | 0.022                                      |
| <b>Total</b>                                 | <b>0.030</b>                               | <b>0.026</b>                               |

Cuando se grafica la separación entre las componentes de los tripletes contra el brillo de las estrellas (Figura 31) no se encuentra evidencia de efecto Kostinsky, al menos en el rango de magnitudes estudiado, dentro del cual las tres exposiciones son separables. De hecho la dispersión y la separación media parecen decrecer con el brillo de las estrellas, como fue encontrado por Geffert et al. (1996) en placas CdC de París. El efecto Kostinsky consiste en un incremento aparente de la separación entre imágenes próximas con alta densidad fotográfica, es decir en estrellas brillantes, como fue encontrado por Ortiz-Gil, Hiesgen & Brosche (1998) en placas CdC de la zona de Bordeaux, y por Dick et al. (1993) en una placa de París. Sin embargo, a pesar de la tendencia observada la posición promedio de las tres exposiciones no se ve afectada, debido a su disposición en forma de triángulo equilátero.

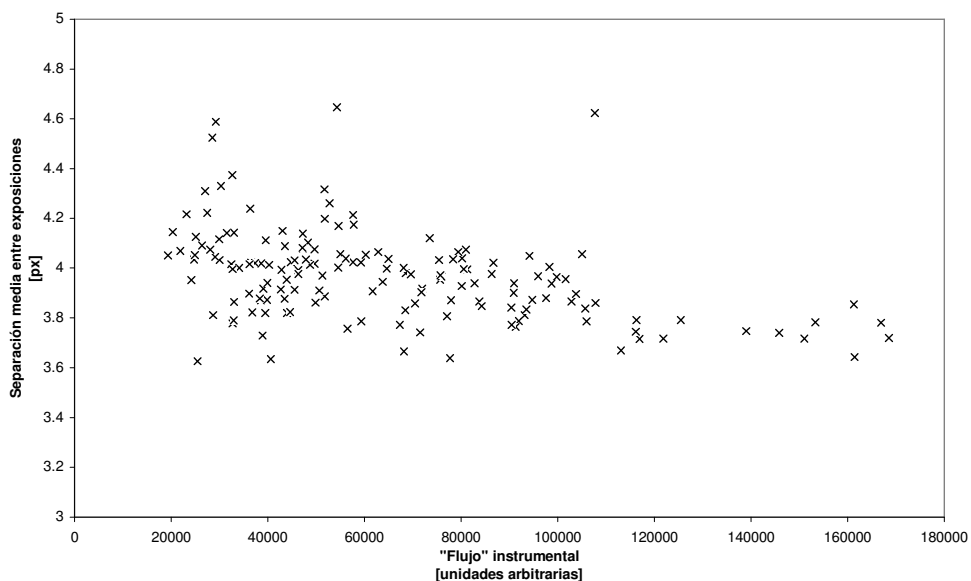


Figura 31. Separación media entre las componentes de las exposiciones triples para estrellas de diferente brillo. El “flujo” instrumental es una suma de los ennegrecimientos de los pixeles que contribuyen a una fuente y no está vinculado al flujo radiante de dicha fuente en forma lineal sino por medio de la curva característica de la placa.

## 15. Mejoramiento de la completitud

Como puede advertirse en la Figura 29, existen imágenes triples de estrellas débiles, claramente distinguibles a la vista, que no han sido detectadas con SExtractor,

lo que se debe al alto valor empleado para el umbral de detección: parámetro DETECT\_THRESH = 25. Al reducirse este parámetro se logró que se identificaran las imágenes de estrellas débiles, pero en las brillantes no se separaban las tres componentes y en consecuencia no eran detectadas por el programa de identificación de tripletes.

A fin de sortear este inconveniente y obtener la mayor cantidad posible de imágenes estelares detectadas, se efectuaron cinco identificaciones con distintos umbrales de detección: 2.5, 13.5, 20, 23 y 25. En cada una se reconocieron las exposiciones triples, y finalmente se unificaron los cinco catálogos de tripletes eliminando las entradas repetidas, que por su similitud en las coordenadas correspondían a una misma estrella encontrada con dos o más umbrales diferentes.

## 16. Efectos sistemáticos

Las determinaciones externas del error de centrado de las imágenes triples, que pueden mostrar efectos sistemáticos como el de distorsiones en el sistema óptico de la cámara, se obtuvieron a partir de comparaciones con las posiciones rectangulares derivadas de la digitalización de la misma zona de la placa con la MAMA del Observatorio de París. Debido a su probada precisión, estabilidad y repetitividad, al nivel de las décimas de micrón, para las comparaciones que siguen se adoptaron las posiciones obtenidas con ella como patrón prácticamente sin error.

Dado que al ajustarse transformaciones entre los catálogos MAMA y CCD, éstas podrían introducir o absorber errores sistemáticos en las posiciones, en una primera instancia no se efectuó una comparación directa coordenada a coordenada, sino que se estudió la relación entre las distancias mutuas de pares de estrellas (Figura 32).

En una medición ideal sin errores la distancia entre cualquier par de estrellas en un catálogo es igual a la distancia entre ese mismo par de estrellas en el otro catálogo, salvo un factor de escala. En consecuencia la distancia  $\rho^{ij}$  entre las estrellas  $i$  y  $j$  sería

$$\rho_{CCD}^{ij} = a\rho_{MAMA}^{ij}$$

En mediciones reales la dispersión del ajuste de esta relación entre las distancias mutuas no es nula y da una estimación de los errores. Los valores encontrados en el ajuste fueron:

- **Factor de escala medio**  $a=0.35677\rho_{CCD}/\rho_{MAMA}$ , lo que indica que  $1\rho_{CCD}=28.029\mu\text{m}$  sobre la placa.
- **Dispersión:**  $\sigma=0.32\rho_{CCD}=0.89\rho_{MAMA}$ , equivalente a  $0.53''$  en el cielo.

Esta dispersión se debe tanto a los errores aleatorios como a efectos sistemáticos. Los primeros, de acuerdo a las determinaciones del error de centrado, son del orden de  $0.03\rho_{CCD}$ , por lo que son los últimos los que dominan.

A fin de reconocer el patrón de este efecto sistemático en las diferencias CCD-MAMA, se computó para cada estrella la diferencia promedio de las distancias mutuas a todas las demás estrellas en el frame, eliminándose así las contribuciones aleatorias y reteniéndose sólo las sistemáticas, es decir que se asumió:

$$\bar{\Delta}^i = \frac{\sum_{j=1, N} \bar{\rho}^{ij}}{N-1}$$

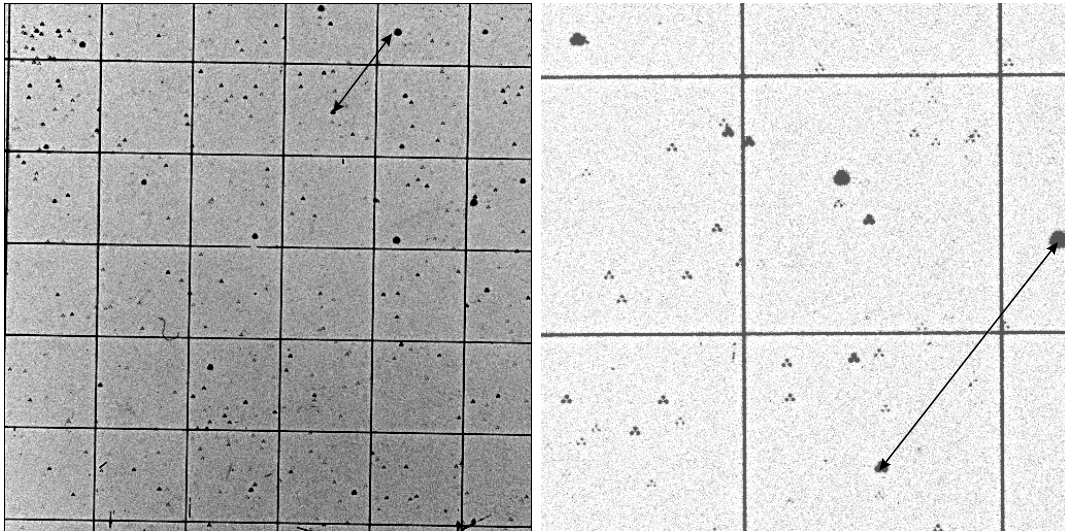


Figura 32. Comparación de la distancia entre un par de estrellas en imagen CCD (izquierda) y MAMA (derecha).

El campo de diferencias promedio obtenido de esta forma muestra un patrón radial muy claro (Figura 33). Debe advertirse que puede estar viciado hacia los bordes y esquinas del frame debido a que en esas zonas las estrellas sólo tienen vecinas para calcular las distancias mutuas en dirección al centro del frame. Por este motivo se empleó únicamente para un reconocimiento cualitativo del patrón y no para el ajuste de un modelo cuantitativo.

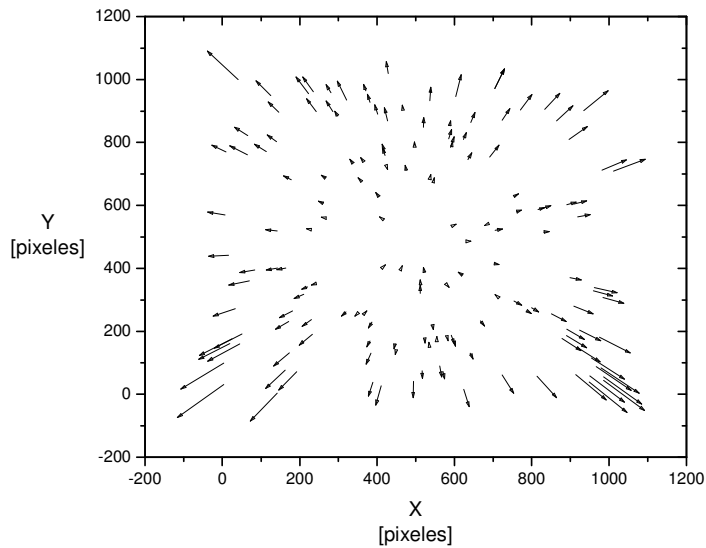


Figura 33. Campo de diferencias promedio que muestra el patrón sistemático en las diferencias CCD-MAMA. Los vectores han sido ampliados 400 veces para su visualización.

### 16.1. Corrección de la distorsión

A fin de modelar el patrón de diferencias sistemáticas CCD-MAMA para posteriormente corregir su efecto, se ajustaron transformaciones lineales entre las

coordenadas rectangulares medidas sobre cada uno de los 64 frames que forman el mosaico y las obtenidas a partir de la digitalización MAMA. Usando estas transformaciones pudieron compararse las coordenadas obtenidas por los dos sistemas de medición y calcularse las diferencias en función de la posición en el CCD. Estas diferencias muestran una dispersión de  $0.15\text{px}=0.25''$  en X y  $0.16\text{px}=0.26''$  en Y. Para estudiar el comportamiento sistemático, las diferencias entre posiciones CCD y MAMA fueron promediadas en un celdificado cuadrado de 64 pixeles de espaciado sobre el frame CCD, encontrándose una clara tendencia radial (Figura 34).

Para el modelado de la distorsión encontrada no se asumió ninguna función matemática particular; en cambio, la corrección de cada coordenada rectangular en el catálogo CCD se calculó como una media pesada local de las diferencias con la MAMA, siguiendo la técnica de interpolación de Stock & Abad (1988). Dicha técnica hace uso de un polinomio bidimensional y una función de peso dependiente de la distancia al punto de interpolación

$$w(r) = \begin{cases} \left( \sqrt{1 - \left(\frac{r}{r_0}\right)^2} \right)^n & \text{para } r < r_0 \\ 0 & \text{para } r > r_0 \end{cases}$$

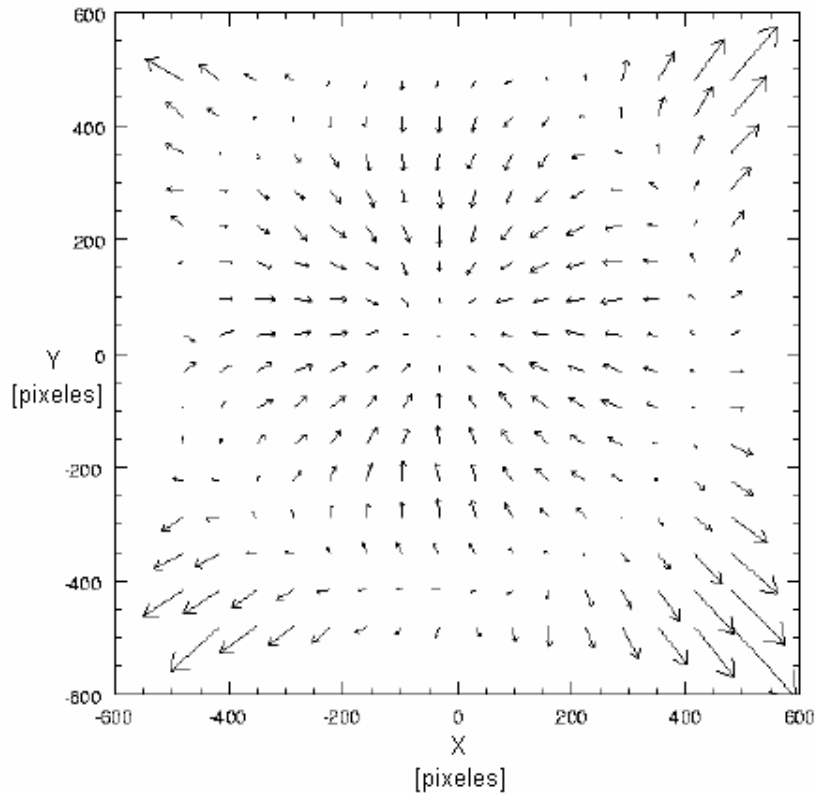


Figura 34. Diferencias entre posiciones CCD y MAMA promediadas. X e Y son coordenadas de las celdas sobre el CCD. Los vectores han sido ampliados 200 veces, por lo que los más grandes en las esquinas representan aproximadamente  $0.8\text{px}$  ( $1.4''$  en el cielo).



El polinomio se eligió constante para cada estrella, el radio de interpolación  $r_0=50\text{px}$ , y el exponente  $n=1$ , lo que asegura la continuidad de la función interpolante y su derivada primera. Esta corrección se aplicó sobre las coordenadas rectangulares medidas sobre las imágenes CCD de todos los tripletes encontrados. Volviendo a calcular, promediar y graficar las diferencias CCD-MAMA se comprueba que de esta manera logra eliminarse exitosamente el patrón sistemático (Figura 35). Además las dispersiones en dichas diferencias se reducen a  $0.08\text{px}=0.14''$  en X y  $0.10\text{px}=0.16''$  en Y, donde están considerados los errores aleatorios en las posiciones basadas tanto en el CCD como en la MAMA. Es notable que estas dispersiones son aproximadamente iguales a los errores de centrado de los tripletes que se habían calculado para los dos tipos de imágenes, que llegaban a los  $0.17''$  (ver 9.2. *Error de centrado con MAMA* y 14.1. *Error de centrado con CCD*).

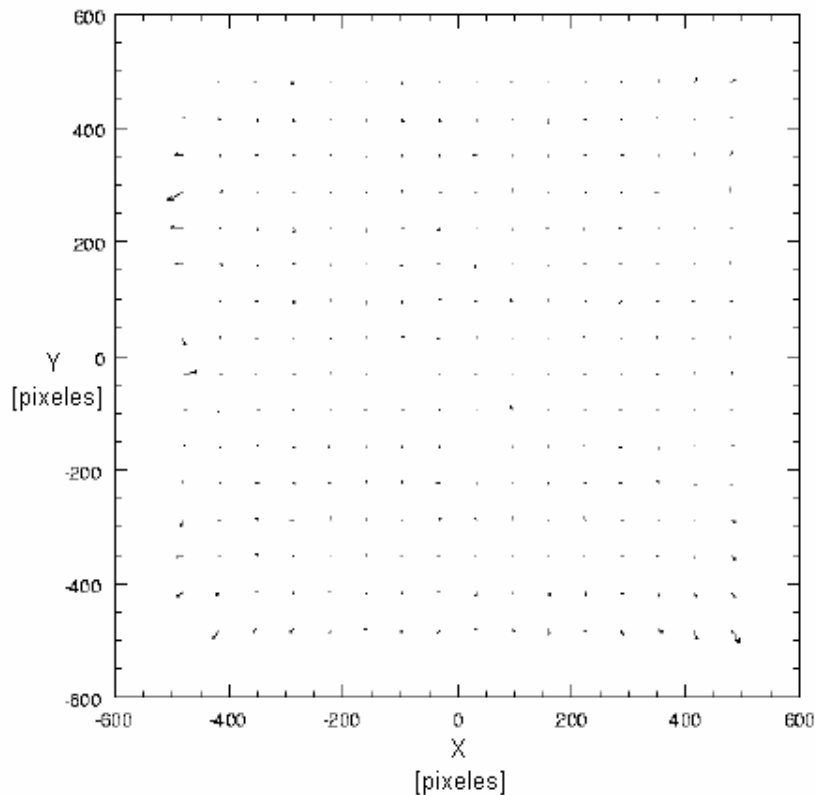


Figura 35. Idem Figura 34, construido después de la corrección de las coordenadas rectangulares medidas sobre las imágenes CCD.

Dado que las últimas dispersiones encontradas se acercan al orden de magnitud de los menores errores publicados para posiciones obtenidas con este tipo de placas (Dick et al. 1993, Geffert et al. 1996, Ortiz-Gill et al. 1998), debería tenerse en cuenta la contribución del error en las posiciones MAMA que hasta ahora se había despreciado pero podría rondar la décima de segundo de arco.

En primera aproximación se supuso que el error en las posiciones de ambos catálogos –CCD y MAMA– son iguales en fracción de pixel y por lo tanto casi 3 veces mayor en la digitalización con CCD que con la MAMA. A partir de esta suposición se deduce  $\sigma_{\text{CCD}}=0.15''$  y  $\sigma_{\text{MAMA}}=0.05''$ . Si bien el error así calculado para las posiciones

MAMA es similar a los menores valores publicados para este tipo de placas, está muy por debajo de las estimaciones llevadas a cabo en este trabajo –alrededor de 0.15”– por lo que podría estar subestimado y en consecuencia el error de las posiciones CCD estaría sobreestimando. Otra aproximación, la más optimista para la medición CCD, consiste en suponer que el error en segundos de arco es el mismo en ambas digitalizaciones, con lo cual se deduce  $\sigma_{\text{CCD}} = \sigma_{\text{MAMA}} = 0.12''$

De todas maneras, la medición de posiciones de primera época con un error de 0.15” es muy promisorio para la aplicación del método y el equipamiento utilizado en la medición astrométrica de placas Carte du Ciel, ya que pone una cota inferior para el error en los movimientos propios de sólo 2mas/año.

## 17. Reducción astrométrica

El proceso de reducción astrométrica consiste en encontrar las transformaciones que permiten llevar las coordenadas rectangulares X,Y de las estrellas medidas sobre los frames CCD a coordenadas celestes  $\alpha, \delta$  en el sistema de referencia internacional (ICRS). Cabe aclarar que en todo lo que sigue, las coordenadas X,Y empleadas ya están corregidas de la distorsión siguiendo el procedimiento descrito en 16.1. *Corrección de la distorsión.*

Dadas N placas tomadas con superposición parcial, la técnica de ajuste en bloque, desarrollada para astrometría fotográfica, reduce todas las placas simultáneamente, imponiendo sobre la solución de cada placa no sólo la condición de mejor ajuste con el catálogo de referencia, sino también la de mejor ajuste con las placas vecinas (Stock 1981). La reducción astrométrica de la placa del presente trabajo se llevó a cabo haciendo uso del procedimiento de ajuste en bloque, reemplazando el mosaico de N placas superpuestas por un mosaico de N frames CCD superpuestos, tomados de una misma placa.

### 17.1. Estrellas de referencia y de enlace

En 11.1. *Ajuste en bloque* se describió la técnica del ajuste en bloque y las transformaciones que se ajustan en este caso. A fin de encontrarles una solución a las ecuaciones es necesario contar con al menos tres estrellas de referencia, es decir con sus coordenadas celestes conocidas, en todo el campo cubierto por el mosaico, y que en cada frame haya al menos tres estrellas de enlace con frames vecinos.

Una primera identificación de un conjunto pequeño, de menos de diez estrellas de referencia, se llevó a cabo en forma visual, con el fin de emplearlas para un ajuste en bloque preliminar que permitiera obtener coordenadas celestes aproximadas para todas las estrellas del campo, y así poder identificar mejor tanto las estrellas de referencia como las de enlace entre frames vecinos.

En cuanto a la identificación de las estrellas de enlace para el ajuste preliminar, se llevó a cabo por medio de un programa desarrollado por el autor que trabaja en dos etapas tomando como datos de entrada valores aproximados para el desplazamiento en ambas coordenadas entre frames adyacentes. En la primera etapa el programa modifica las coordenadas rectangulares de las estrellas identificadas en un frame para llevarlas al sistema del frame vecino, con lo cual las imágenes correspondientes a una misma estrella deben tener sus coordenadas coincidentes dentro de un margen de error que se eligió suficientemente amplio –alrededor de 10 pixeles– para incluir el error de centrado

de las estrellas, y el error en el desplazamiento de los frames y la inclinación relativa de los mismos, ya que en el montaje experimental empleado para estas mediciones no hay control preciso de las posiciones ni orientaciones de ellos.

Encontradas las estrellas coincidentes, en la segunda etapa el programa emplea la diferencia media entre las coordenadas de éstas en uno y otro frame para mejorar los valores de los desplazamientos. Con estos desplazamientos mejorados se efectúa una nueva identificación de las coincidencias entre frames vecinos, esta vez con un margen de error más pequeño, para encontrar la mayor cantidad posible de estrellas de enlace antes de efectuar ninguna reducción.

### 17.2. Ajustes en bloque: preliminares y “definitivo”

Con el primer conjunto de estrellas de referencia identificadas visualmente y las estrellas de enlace, se arman los tres conjuntos de ecuaciones del ajuste en bloque, cuyos coeficientes se encuentran mediante sendos ajustes por cuadrados mínimos. Como ya se mencionó en 11.1, estos coeficientes son los elementos de una matriz  $3 \times 3$  para cada frame del mosaico, representando la transformación del sistema cartesiano  $u, v, w$  solidario al frame, al sistema  $\xi, \eta, \zeta$  solidario al ICRS.

Los coeficientes de este *ajuste en bloque preliminar* son empleados en un programa de búsqueda automática de estrellas de referencia. Las matrices encontradas se emplean junto a las ecuaciones invertidas de la proyección gnomónica, para encontrar las coordenadas celestes  $\alpha, \delta$  de cada estrella medida en cada frame. Estas coordenadas son comparadas con las coordenadas de las estrellas Tycho-2 llevadas a la época de la placa, y cuando se encuentra una coincidencia dentro de un margen de error de  $2''$ , la estrella se agrega a la lista de estrellas de referencia.

Otro programa lleva a cabo una tarea similar, sólo que en lugar de comparar coordenadas celestes obtenidas de un frame con coordenadas celestes de catálogo, compara entre pares de frames vecinos, encontrando así más estrellas de enlace.

Con el nuevo conjunto de estrellas de referencia y de enlace se efectúa un nuevo ajuste en bloque. Los coeficientes de este ajuste se emplean para una nueva identificación automática de estrellas de referencia y de enlace, iterándose el procedimiento hasta que no se encuentran nuevas estrellas de referencia ni de enlace, con lo cual se llega al *ajuste en bloque definitivo*. Para este ajuste se emplearon 268 estrellas Tycho-2 de referencia en toda la placa.

Los coeficientes resultantes del *ajuste en bloque definitivo* son empleados para transformar todas las posiciones estelares medidas a coordenadas celestes en el ICRS. Dado que en general las estrellas tienen más de una imagen medida en sendos frames CCD, se tienen también más de una posición celeste. La posición adoptada en el catálogo de posiciones es el promedio de todas las posiciones medidas.

También se llevó a cabo otra reducción seleccionando un subconjunto de las estrellas de referencia, como se había hecho en la reducción de la digitalización MAMA. Se retuvieron sólo las estrellas con errores en los movimientos propios inferiores a  $3 \text{ msa/año}$  y diferencias Placa–Tycho-2 menores que  $0.5''$ . De esta manera quedaron 142 estrellas Tycho-2 de referencia en toda la placa.

### 17.3. Evaluación de errores

El ajuste en bloque se llevó a cabo mediante tres ajustes por cuadrados mínimos usando la rutina LFIT en Press et al. (1989). Cada uno de estos tres ajustes corresponde a un eje en un sistema tridimensional de coordenadas cartesianas, donde cada posición

estelar es considerada como un punto en la esfera de radio unitario. Las dispersiones de los ajustes se encontraron entre  $6 \times 10^{-7}$  y  $9 \times 10^{-7}$ , lo que corresponde a un rango desde 0.12" hasta 0.20". Al efectuarse una reducción de prueba empleándose las coordenadas medidas sobre los frames sin la corrección de distorsión, estas dispersiones resultaron tres veces mayores.

A causa de la escasez de posiciones precisas para la época de la placa, se estimó la precisión a partir de la comparación con Tycho-2, a pesar de haber sido el catálogo de referencia. Sin embargo, su peso es relativamente bajo en un ajuste en bloque, debido a que esta técnica también hace uso de las estrellas de enlace entre frames vecinos que son mucho más numerosas. Tras la última reducción se encontraron 274 estrellas coincidentes entre el catálogo de la placa y Tycho-2, y es sobre estas estrellas que se estimó el error en las posiciones obtenidas a partir de la medición basada en CCD de la placa, siguiéndose el mismo procedimiento descrito en 10.3. *Evaluación de errores* para estudiar su dependencia con la distancia al centro de la placa, la magnitud y el índice de color de las estrellas.

En primer lugar se dividió el conjunto de estrellas coincidentes con Tycho-2 en 10 grupos de 27 estrellas cada uno, ordenadas según el error en los movimientos propios. Para cada estrella se calculó el error en su posición para la época de la placa como el error en movimiento propio multiplicado por el arco de tiempo, y para cada grupo se adoptó como error de las posiciones Tycho-2 a la mediana de los errores de las estrellas dentro del mismo. El error en las posiciones obtenidas a partir de la placa se estimó suponiendo que son independientes del error en el catálogo de comparación, y por lo tanto

$$\sigma_{Placa} = \sqrt{\sigma_{Placa-Tycho2}^2 - \sigma_{Tycho2}^2}$$

En los casos en que  $\sigma_{Placa-Tycho2}^2 \leq \sigma_{Tycho2}^2$  se adoptó  $\sigma_{Placa} = \sigma_{Placa-Tycho2} / \sqrt{2}$ .

Las dispersiones y errores encontrados se muestran en la Tabla 17.1. Se advierte que tanto las dispersiones en las diferencias Placa-Tycho-2 como las estimaciones de los errores en las posiciones obtenidas a partir de la placa CdC, los valores son similares a los obtenidos en la medición MAMA (Tabla 10.1).

Tabla 17.1. Errores en la medición con CCD, en segundos de arco.

| Grupo | Dispersión<br>Placa-Tycho-2 |          | Mediana del error<br>en Tycho-2 |          | Error calculado<br>en placa CdC |          |
|-------|-----------------------------|----------|---------------------------------|----------|---------------------------------|----------|
|       | $\alpha$                    | $\delta$ | $\alpha$                        | $\delta$ | $\alpha$                        | $\delta$ |
| 1     | 0.22                        | 0.17     | 0.11                            | 0.10     | 0.19                            | 0.13     |
| 2     | 0.19                        | 0.20     | 0.15                            | 0.13     | 0.12                            | 0.15     |
| 3     | 0.24                        | 0.23     | 0.20                            | 0.17     | 0.11                            | 0.16     |
| 4     | 0.24                        | 0.25     | 0.20                            | 0.18     | 0.14                            | 0.17     |
| 5     | 0.34                        | 0.31     | 0.21                            | 0.18     | 0.26                            | 0.25     |
| 6     | 0.35                        | 0.41     | 0.22                            | 0.19     | 0.27                            | 0.36     |
| 7     | 0.37                        | 0.35     | 0.30                            | 0.27     | 0.22                            | 0.22     |
| 8     | 0.43                        | 0.32     | 0.31                            | 0.28     | 0.30                            | 0.15     |
| 9     | 0.30                        | 0.37     | 0.32                            | 0.29     | 0.21                            | 0.24     |
| 10    | 0.37                        | 0.41     | 0.33                            | 0.30     | 0.18                            | 0.29     |

Dado que se había encontrado cierta dependencia del error de centrado de las imágenes con la distancia al centro de la placa y con el brillo de las estrellas, se hicieron

sendos análisis similares dividiendo el conjunto de estrellas coincidentes con Tycho-2 en 10 grupos de 27 estrellas cada uno, con distancia al centro de la placa y magnitud  $B_{\text{Tycho}}$  creciente respectivamente.

En la Tabla 17.2 se advierte que, al igual que en la medición con la MAMA, no hay en las dispersiones de las diferencias Placa–Tycho-2 ni en los errores estimados para las posiciones una tendencia a crecer hacia los bordes de la placa. Posiblemente la precisión en la medición basada en CCD también esté limitada por el error en las posiciones de referencia o algún otro factor distinto del error de centrado de las imágenes que sí aumenta hacia los bordes (Figura 13).

Tabla 17.2. Errores en las posiciones para distintos intervalos de distancia al centro de la placa, en segundos de arco.

| Grupo | Distancia media<br>[mm] | Dispersión Placa–Tycho-2 |          | Mediana del error en Tycho-2 |          | Error calculado en Placa CdC |          |
|-------|-------------------------|--------------------------|----------|------------------------------|----------|------------------------------|----------|
|       |                         | $\alpha$                 | $\delta$ | $\alpha$                     | $\delta$ | $\alpha$                     | $\delta$ |
| 1     | 23                      | 0.26                     | 0.32     | 0.20                         | 0.17     | 0.17                         | 0.27     |
| 2     | 35                      | 0.32                     | 0.28     | 0.21                         | 0.18     | 0.24                         | 0.21     |
| 3     | 40                      | 0.30                     | 0.42     | 0.21                         | 0.19     | 0.21                         | 0.37     |
| 4     | 46                      | 0.30                     | 0.27     | 0.21                         | 0.19     | 0.22                         | 0.20     |
| 5     | 51                      | 0.26                     | 0.22     | 0.21                         | 0.18     | 0.16                         | 0.14     |
| 6     | 56                      | 0.29                     | 0.32     | 0.30                         | 0.27     | 0.21                         | 0.18     |
| 7     | 64                      | 0.34                     | 0.34     | 0.30                         | 0.27     | 0.16                         | 0.22     |
| 8     | 72                      | 0.33                     | 0.25     | 0.30                         | 0.27     | 0.14                         | 0.18     |
| 9     | 79                      | 0.37                     | 0.34     | 0.22                         | 0.20     | 0.29                         | 0.28     |
| 10    | 91                      | 0.32                     | 0.33     | 0.30                         | 0.27     | 0.09                         | 0.20     |

La Tabla 17.3 muestra los valores medios y dispersiones en las diferencias Placa–Tycho-2 junto con los errores estimados para estrellas en distintos rangos de magnitud aparente  $B_{\text{Tycho}}$ , presentando una ligera tendencia a aumentar la dispersión en las diferencias Placa–Tycho-2 para las estrellas más débiles, aunque no es tan evidente en el error estimado para las posiciones estelares derivadas de la placa, debido a que el error en Tycho-2 también aumenta. Tampoco se observa ninguna tendencia en las diferencias medias en ambas coordenadas, a diferencia de lo que ocurría en la medición MAMA (Figura 18) a pesar de tratarse de la misma placa. En la Tabla 17.4 se presenta un análisis similar en intervalos de índice de color  $B_{\text{Tycho}}-V_{\text{Tycho}}$ , que tampoco muestra ninguna tendencia.

Cabe recordar que en las placas hay estrellas hasta dos magnitudes más débiles que en Tycho-2, las cuales quedan fuera de esta comparación (ver 17.4 *Compleitud y magnitud límite*).

Tabla 17.3. Diferencias Placa–Tycho-2 y errores en las posiciones para distintos intervalos de magnitud aparente  $B_{\text{Tycho}}$ , en segundos de arco.

| Grupo | Magnitud media<br>$B_{\text{Tycho}}$ | Diferencia media Placa–Tycho-2 |          | Dispersión Placa–Tycho-2 |          | Mediana del error en Tycho-2 |          | Error calculado en Placa CdC |          |
|-------|--------------------------------------|--------------------------------|----------|--------------------------|----------|------------------------------|----------|------------------------------|----------|
|       |                                      | $\alpha$                       | $\delta$ | $\alpha$                 | $\delta$ | $\alpha$                     | $\delta$ | $\alpha$                     | $\delta$ |
| 1     | 9.1                                  | 0.02                           | 0.06     | 0.20                     | 0.20     | 0.11                         | 0.11     | 0.16                         | 0.17     |
| 2     | 10.3                                 | 0.01                           | 0.06     | 0.21                     | 0.16     | 0.14                         | 0.12     | 0.15                         | 0.10     |
| 3     | 10.9                                 | -0.05                          | 0.00     | 0.26                     | 0.28     | 0.20                         | 0.18     | 0.16                         | 0.21     |
| 4     | 11.3                                 | -0.02                          | -0.13    | 0.22                     | 0.22     | 0.21                         | 0.18     | 0.07                         | 0.13     |
| 5     | 11.6                                 | 0.03                           | -0.03    | 0.36                     | 0.41     | 0.21                         | 0.18     | 0.29                         | 0.37     |
| 6     | 11.9                                 | -0.04                          | -0.01    | 0.37                     | 0.30     | 0.22                         | 0.19     | 0.29                         | 0.23     |
| 7     | 12.1                                 | -0.04                          | 0.07     | 0.37                     | 0.36     | 0.30                         | 0.27     | 0.22                         | 0.24     |
| 8     | 12.4                                 | 0.00                           | -0.14    | 0.35                     | 0.26     | 0.31                         | 0.28     | 0.16                         | 0.18     |
| 9     | 12.7                                 | -0.12                          | -0.02    | 0.31                     | 0.40     | 0.32                         | 0.28     | 0.22                         | 0.28     |
| 10    | 13.2                                 | -0.00                          | -0.11    | 0.40                     | 0.40     | 0.33                         | 0.30     | 0.23                         | 0.27     |

Tabla 17.4. Diferencias Placa–Tycho-2 y errores en las posiciones para distintos intervalos de color  $B_{\text{Tycho}}-V_{\text{Tycho}}$ , en segundos de arco.

| Grupo | Índice de color medio<br>$B_{\text{Tycho}}-V_{\text{Tycho}}$ | Diferencia media Placa–Tycho-2 |          | Dispersión Placa–Tycho-2 |          | Mediana del error en Tycho-2 |          | Error calculado en Placa CdC |          |
|-------|--|--------------------------------|----------|--------------------------|----------|------------------------------|----------|------------------------------|----------|
|       |  | $\alpha$                       | $\delta$ | $\alpha$                 | $\delta$ | $\alpha$                     | $\delta$ | $\alpha$                     | $\delta$ |
| 1     | -0.16  | -0.02                          | -0.11    | 0.31                     | 0.34     | 0.30                         | 0.27     | 0.08                         | 0.21     |
| 2     | 0.03   | -0.06                          | 0.02     | 0.31                     | 0.29     | 0.20                         | 0.18     | 0.23                         | 0.23     |
| 3     | 0.14   | -0.10                          | 0.12     | 0.35                     | 0.39     | 0.21                         | 0.18     | 0.28                         | 0.34     |
| 4     | 0.23   | 0.04                           | -0.09    | 0.30                     | 0.24     | 0.21                         | 0.18     | 0.22                         | 0.16     |
| 5     | 0.34   | -0.13                          | -0.08    | 0.25                     | 0.27     | 0.21                         | 0.18     | 0.13                         | 0.20     |
| 6     | 0.46   | 0.02                           | -0.01    | 0.27                     | 0.23     | 0.21                         | 0.18     | 0.17                         | 0.14     |
| 7     | 0.59   | -0.01                          | 0.05     | 0.33                     | 0.30     | 0.22                         | 0.19     | 0.25                         | 0.23     |
| 8     | 0.86   | 0.07                           | -0.01    | 0.28                     | 0.33     | 0.30                         | 0.27     | 0.20                         | 0.19     |
| 9     | 1.20   | -0.07                          | -0.12    | 0.29                     | 0.25     | 0.30                         | 0.27     | 0.21                         | 0.18     |
| 10    | 1.57   | 0.05                           | -0.01    | 0.38                     | 0.42     | 0.31                         | 0.28     | 0.22                         | 0.31     |

#### 17.4. Completitud y magnitud límite

A fin de estimar la completitud y la magnitud límite de la muestra de estrellas detectadas sobre la placa CdC, ambos catálogos –el obtenido con CCD y el producido con la MAMA– fueron comparados con el catálogo USNO-A2.0 (Monet et al. 1998, USNO-A2 de aquí en adelante) que es mucho más denso. Para evitar contaminaciones por las estrellas débiles en USNO-A2, éste fue cortado en la magnitud  $B$  16.0. La comparación se efectuó suponiendo que una dada entrada en USNO-A2 corresponde a determinada estrella en el catálogo CdC si la posición en ambos catálogos difiere en menos que un cierto radio de coincidencia. Debido a la gran diferencia de épocas entre los catálogos y la falta de movimientos propios, dicho radio de coincidencia se escogió relativamente grande, igual a  $2.5''$ , con lo cual se incluyen estrellas con movimientos propios de hasta  $30\text{msa/año}$ . Según los movimientos propios en Tycho-2, con este límite se excluye cerca del 5% de las estrellas del campo.

Se puede ver en la Figura 36 que dentro de un círculo de  $1^\circ$  de radio en torno al centro de la placa, la completitud llega a su máximo para estrellas con magnitud aparente B –dada en USNO-A2– alrededor de 13.5, alcanzando el 77% en el catálogo CCD y el 85% en el catálogo MAMA. La pérdida de algunas estrellas puede deberse a la fusión de las tres exposiciones en el extremo brillante, a la baja relación señal/ruido en el extremo débil, y a líneas del retículo, rayaduras y contaminación por detecciones espurias en todo el rango de magnitudes, además de las estrellas con movimiento propio mayor que 30mas/año que pueden llegar al 5%. La mayor completitud en el catálogo MAMA puede deberse a la mayor frecuencia de muestreo que permite una mejor separación de las imágenes próximas. Más allá de la magnitud de máxima completitud la fracción de estrellas USNO-A2 detectadas en la placa decrece, alcanzando el cero para estrellas con magnitud aparente B mayor que 15.5.

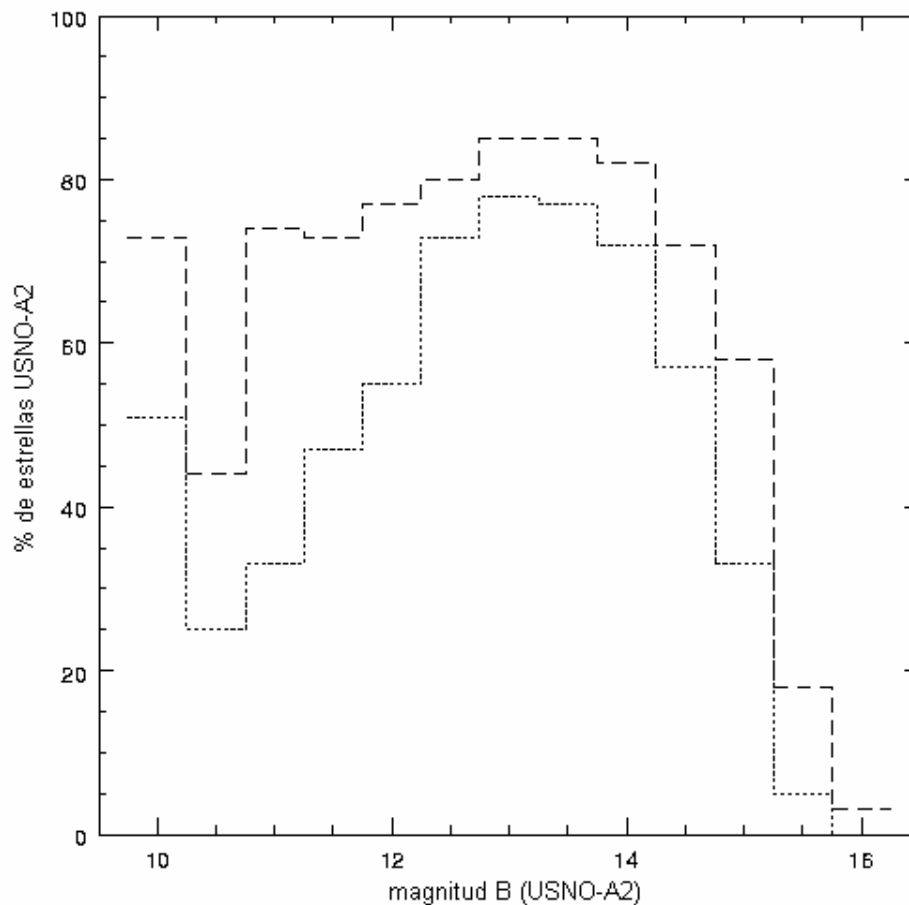


Figura 36. Fracción de estrellas del catálogo USNO-A2 detectadas en la placa CdC dentro de un círculo de  $1^\circ$  de radio en torno a su centro. Línea punteada: catálogo CCD; línea de trazos: catálogo MAMA.

## 18. Corrección de distorsión sin comparación externa

Abad y García (1995) efectúan un ajuste en bloque de un conjunto de placas del Catálogo Astrográfico (CA), y corrigen las distorsiones producidas por el telescopio siguiendo un enfoque diferente al presentado en 16.1. *Corrección de la distorsión* que se basa en una comparación externa como es la digitalización con la MAMA.

Debido a la superposición entre las placas del CA, cada estrella aparece en más de una placa y por lo tanto tiene varias posiciones medidas. Después de un primer ajuste en bloque se adopta como posición “verdadera” de cada estrella al promedio de todas ellas, y se estima la distorsión como el residuo de la posición medida con respecto a la “verdadera”. La distorsión se corrige siguiendo el mismo método de interpolación mostrado en 16.1. *Corrección de la distorsión*. Con las coordenadas X,Y corregidas se efectúa un nuevo ajuste en bloque y vuelven a calcularse los residuos, iterándose el método hasta que éstos se hacen despreciables.

Este enfoque, que no hace uso de una comparación externa como es la digitalización con la MAMA, se aplicó al mosaico de imágenes CCD tomadas de la placa CdC 6448 para corregir las distorsiones introducidas por la cámara. Para ello se emplearon los programas desarrollados en Fortran por Abad, cedidos gentilmente por el autor y luego adaptados para el tratamiento de las mediciones CCD.

La Figura 37 muestra el campo de distorsiones calculado con las mediciones en bruto, que se aprecia muy similar al obtenido mediante la comparación con la MAMA (Figura 34), siguiendo un patrón aproximadamente radial.

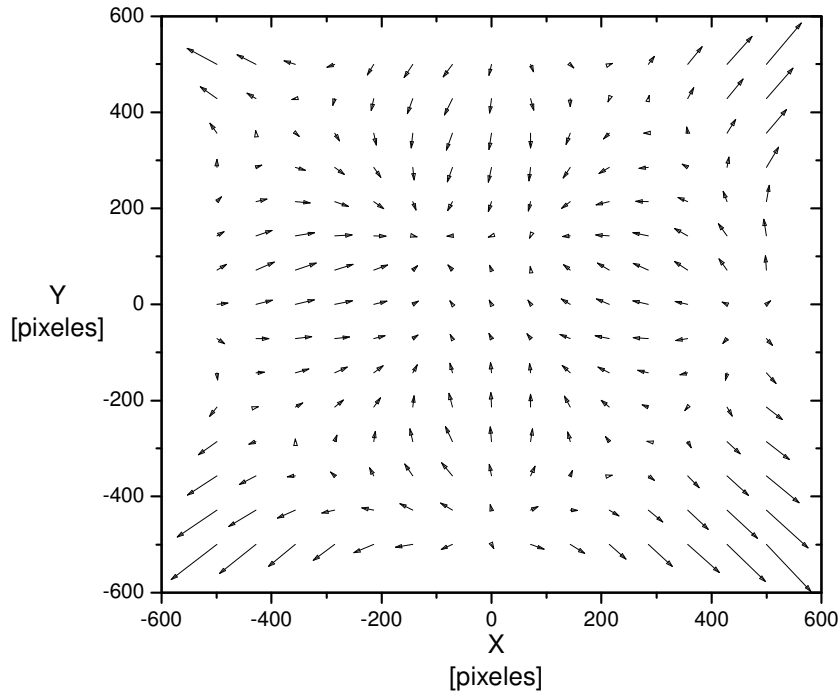


Figura 37. Diferencias promediadas entre posiciones CCD individuales en bruto y la posición media. X e Y son coordenadas de las celdas sobre el CCD. Los vectores han sido ampliados 200 veces, por lo que los más grandes en las esquinas representan aproximadamente 1.1” en el cielo.

Tras la primera corrección de las coordenadas medidas se obtiene el campo de distorsiones que se muestra en la Figura 38. Con una segunda iteración no se obtuvieron mejoras, por lo que se adoptaron esas posiciones medidas y el último ajuste en bloque como definitivos. Si bien las diferencias calculadas se redujeron notablemente, los pequeños residuos que persisten aún muestran cierta tendencia radial, especialmente hacia los bordes, por lo cual no se siguió este enfoque.



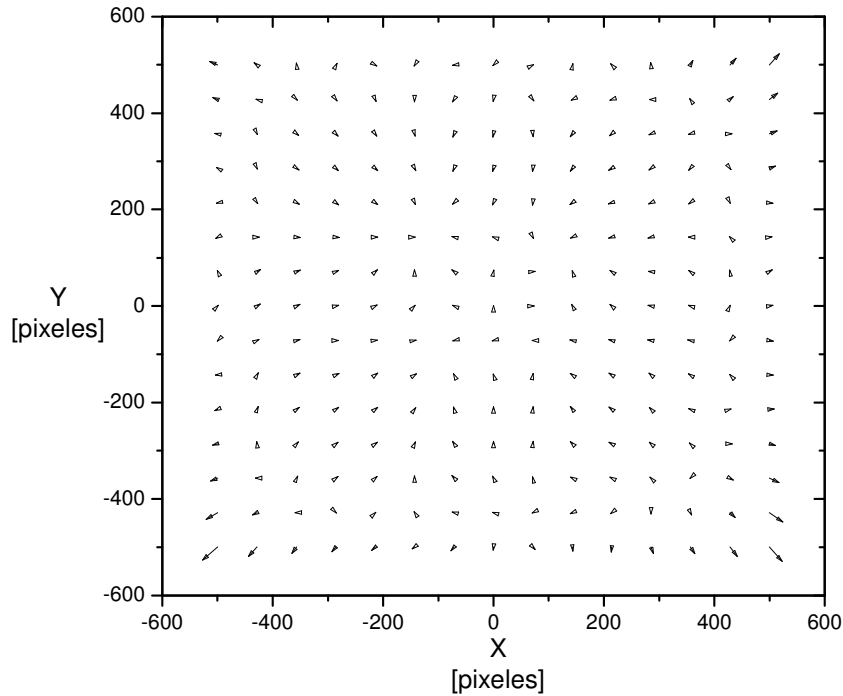


Figura 38. Idem Figura 37, construido después de la corrección de las coordenadas rectangulares medidas sobre las imágenes CCD. Los vectores más grandes en las esquinas representan aproximadamente  $0.3''$  en el cielo.

### 18.1. Evaluación de errores

Del mismo modo que en la reducción anterior, se estimó la precisión a partir de la comparación con Tycho-2. Tras la última reducción se encontraron 264 estrellas coincidentes entre el catálogo de la placa y Tycho-2, y es sobre estas estrellas que se estimó el error en las posiciones obtenidas a partir de la medición basada en CCD de la placa, siguiéndose el mismo procedimiento descrito en 17.3. *Evaluación de errores* para estudiar su dependencia con la distancia al centro de la placa, la magnitud y el índice de color de las estrellas. Cabe aclarar que, a diferencia de las reducciones presentadas anteriormente, en esta reducción se emplearon como estrellas de referencia todas las estrellas del catálogo Tycho-2 identificadas en la placa, por lo que la coincidencia entre los catálogos será mejor y en consecuencia los errores pueden resultar algo subestimados.

En primer lugar se dividió el conjunto de estrellas coincidentes con Tycho-2 en 10 grupos de 26 estrellas cada uno, ordenadas según el error en los movimientos propios, y se estimaron los errores del mismo modo que en 17.3. Las dispersiones y errores encontrados se muestran en la Tabla 18.1. Se advierte que tanto las dispersiones en las diferencias Placa–Tycho-2 como las estimaciones de los errores en las posiciones obtenidas a partir de la placa CdC, los valores son en general similares tanto a los obtenidos en la medición MAMA (Tabla 10.1), como a la anterior reducción cuando la

distorsión se eliminó mediante la comparación con la digitalización MAMA (Tabla 17.1).

También aquí se analizó la dependencia del error con la distancia al centro de la placa, con el brillo de las estrellas y con el índice de color, dividiendo el conjunto de estrellas coincidentes con Tycho-2 en 10 grupos de 26 estrellas cada uno, con distancia al centro de la placa, magnitud  $B_{\text{Tycho}}$  e índice de color  $B_{\text{Tycho}} - V_{\text{Tycho}}$  creciente respectivamente.

En la Tabla 18.2, al igual que en las reducciones anteriores, no se advierte tendencia a crecer hacia los bordes de la placa en las dispersiones de las diferencias Placa-Tycho-2 ni en los errores estimados para las posiciones.

Tabla 18.1. Errores en la medición con CCD, en segundos de arco.

| Grupo | Dispersión<br>Placa-Tycho-2 |          | Mediana del error<br>en Tycho-2 |          | Error calculado<br>en placa CdC |          |
|-------|-----------------------------|----------|---------------------------------|----------|---------------------------------|----------|
|       | $\alpha$                    | $\delta$ | $\alpha$                        | $\delta$ | $\alpha$                        | $\delta$ |
| 1     | 0.22                        | 0.21     | 0.11                            | 0.10     | 0.19                            | 0.18     |
| 2     | 0.20                        | 0.23     | 0.15                            | 0.13     | 0.13                            | 0.19     |
| 3     | 0.22                        | 0.23     | 0.19                            | 0.17     | 0.10                            | 0.16     |
| 4     | 0.23                        | 0.25     | 0.20                            | 0.18     | 0.12                            | 0.17     |
| 5     | 0.30                        | 0.28     | 0.21                            | 0.18     | 0.22                            | 0.21     |
| 6     | 0.28                        | 0.31     | 0.22                            | 0.19     | 0.18                            | 0.24     |
| 7     | 0.37                        | 0.32     | 0.30                            | 0.27     | 0.21                            | 0.19     |
| 8     | 0.40                        | 0.25     | 0.31                            | 0.28     | 0.26                            | 0.18     |
| 9     | 0.30                        | 0.30     | 0.32                            | 0.29     | 0.21                            | 0.08     |
| 10    | 0.32                        | 0.32     | 0.33                            | 0.30     | 0.23                            | 0.11     |

Tabla 18.2. Errores en las posiciones para distintos intervalos de distancia al centro de la placa, en segundos de arco.

| Grupo | Distancia<br>media<br>[mm] | Dispersión<br>Placa-Tycho-2 |          | Mediana del error<br>en Tycho-2 |          | Error calculado<br>en Placa CdC |          |
|-------|----------------------------|-----------------------------|----------|---------------------------------|----------|---------------------------------|----------|
|       |                            | $\alpha$                    | $\delta$ | $\alpha$                        | $\delta$ | $\alpha$                        | $\delta$ |
| 1     | 22                         | 0.20                        | 0.30     | 0.20                            | 0.17     | 0.04                            | 0.25     |
| 2     | 33                         | 0.30                        | 0.29     | 0.21                            | 0.18     | 0.21                            | 0.23     |
| 3     | 38                         | 0.36                        | 0.35     | 0.22                            | 0.19     | 0.29                            | 0.29     |
| 4     | 42                         | 0.27                        | 0.26     | 0.21                            | 0.19     | 0.16                            | 0.17     |
| 5     | 47                         | 0.25                        | 0.19     | 0.21                            | 0.18     | 0.13                            | 0.07     |
| 6     | 52                         | 0.21                        | 0.24     | 0.21                            | 0.19     | 0.15                            | 0.16     |
| 7     | 60                         | 0.27                        | 0.25     | 0.30                            | 0.27     | 0.19                            | 0.18     |
| 8     | 65                         | 0.33                        | 0.24     | 0.30                            | 0.27     | 0.13                            | 0.17     |
| 9     | 70                         | 0.34                        | 0.25     | 0.26                            | 0.23     | 0.22                            | 0.10     |
| 10    | 79                         | 0.31                        | 0.34     | 0.30                            | 0.27     | 0.07                            | 0.22     |

Tabla 18.3. Diferencias Placa–Tycho-2 y errores en las posiciones para distintos intervalos de magnitud aparente  $B_{\text{Tycho}}$ , en segundos de arco.

| Grupo | Magnitud media | Diferencia media Placa–Tycho-2 |          | Dispersión Placa–Tycho-2 |          | Mediana del error en Tycho-2 |          | Error calculado en Placa CdC |          |
|-------|----------------|--------------------------------|----------|--------------------------|----------|------------------------------|----------|------------------------------|----------|
|       |                | $B_{\text{Tycho}}$             | $\alpha$ | $\delta$                 | $\alpha$ | $\delta$                     | $\alpha$ | $\delta$                     | $\alpha$ |
| 1     | 9.2            | -0.01                          | 0.09     | 0.23                     | 0.22     | 0.11                         | 0.11     | 0.20                         | 0.19     |
| 2     | 10.3           | -0.05                          | -0.01    | 0.19                     | 0.18     | 0.14                         | 0.13     | 0.12                         | 0.13     |
| 3     | 10.9           | -0.07                          | -0.02    | 0.22                     | 0.25     | 0.20                         | 0.17     | 0.10                         | 0.18     |
| 4     | 11.3           | -0.06                          | -0.13    | 0.26                     | 0.26     | 0.21                         | 0.18     | 0.15                         | 0.19     |
| 5     | 11.6           | -0.02                          | -0.07    | 0.26                     | 0.36     | 0.21                         | 0.18     | 0.15                         | 0.31     |
| 6     | 11.9           | -0.02                          | -0.01    | 0.37                     | 0.24     | 0.22                         | 0.19     | 0.30                         | 0.14     |
| 7     | 12.0           | -0.09                          | 0.03     | 0.39                     | 0.29     | 0.30                         | 0.27     | 0.25                         | 0.12     |
| 8     | 12.4           | -0.01                          | -0.11    | 0.31                     | 0.25     | 0.31                         | 0.28     | 0.03                         | 0.18     |
| 9     | 12.7           | -0.07                          | 0.00     | 0.31                     | 0.34     | 0.32                         | 0.28     | 0.22                         | 0.19     |
| 10    | 13.1           | 0.00                           | -0.08    | 0.34                     | 0.30     | 0.32                         | 0.29     | 0.11                         | 0.09     |

La Tabla 18.3 muestra una ligera tendencia a aumentar la dispersión en las diferencias Placa–Tycho-2 para las estrellas más débiles, pero ésta refleja el aumento en el error en las posiciones Tycho-2 ya que no se evidencia luego en el error estimado para las posiciones estelares derivadas de la placa. Sí es notable que prácticamente todas las diferencias medias sean negativas, lo que podría ser indicador de algún efecto sistemático que se estudiará en el futuro si se observa en otras placas de la colección.

El análisis en intervalos de índice de color  $B_{\text{Tycho}}-V_{\text{Tycho}}$  de la Tabla 18.4 no muestra ninguna tendencia.

Tabla 18.4. Diferencias Placa–Tycho-2 y errores en las posiciones para distintos intervalos de color  $B_{\text{Tycho}}-V_{\text{Tycho}}$ , en segundos de arco.

| Grupo | Índice de color medio | Diferencia media Placa–Tycho-2      |          | Dispersión Placa–Tycho-2 |          | Mediana del error en Tycho-2 |          | Error calculado en Placa CdC |          |
|-------|-----------------------|-------------------------------------|----------|--------------------------|----------|------------------------------|----------|------------------------------|----------|
|       |                       | $B_{\text{Tycho}}-V_{\text{Tycho}}$ | $\alpha$ | $\delta$                 | $\alpha$ | $\delta$                     | $\alpha$ | $\delta$                     | $\alpha$ |
| 1     | -0.10                 | -0.07                               | -0.06    | 0.28                     | 0.29     | 0.26                         | 0.22     | 0.11                         | 0.19     |
| 2     | 0.04                  | -0.06                               | 0.01     | 0.29                     | 0.21     | 0.20                         | 0.17     | 0.21                         | 0.12     |
| 3     | 0.14                  | -0.08                               | 0.09     | 0.36                     | 0.34     | 0.21                         | 0.18     | 0.30                         | 0.29     |
| 4     | 0.24                  | 0.00                                | -0.07    | 0.26                     | 0.22     | 0.21                         | 0.18     | 0.16                         | 0.13     |
| 5     | 0.33                  | -0.15                               | -0.07    | 0.23                     | 0.26     | 0.21                         | 0.18     | 0.11                         | 0.19     |
| 6     | 0.46                  | 0.03                                | -0.07    | 0.27                     | 0.23     | 0.21                         | 0.18     | 0.17                         | 0.14     |
| 7     | 0.58                  | -0.02                               | 0.05     | 0.30                     | 0.31     | 0.30                         | 0.27     | 0.21                         | 0.15     |
| 8     | 0.84                  | 0.04                                | -0.06    | 0.29                     | 0.31     | 0.30                         | 0.27     | 0.21                         | 0.16     |
| 9     | 1.20                  | -0.12                               | -0.11    | 0.27                     | 0.21     | 0.30                         | 0.26     | 0.19                         | 0.15     |
| 10    | 1.51                  | 0.02                                | 0.02     | 0.31                     | 0.29     | 0.31                         | 0.28     | 0.22                         | 0.04     |

## CAPÍTULO 4: DETERMINACIÓN DE MOVIMIENTOS PROPIOS

La determinación de movimientos propios implica la combinación de posiciones tomadas en al menos dos épocas distintas. Claramente la calidad de estos movimientos será mejor mientras más precisas sean las posiciones empleadas, mientras más épocas se tomen y mientras mayor sea el arco de tiempo cubierto por esas épocas.

En astrometría fotográfica era usual la determinación de movimientos propios relativos, para lo cual se comparaban las coordenadas rectangulares de las estrellas en el campo. Esta técnica requiere que las placas correspondientes a todas las épocas que se emplean hayan sido tomadas con el mismo instrumento y en condiciones similares. Esto no es posible en la actualidad debido a la interrupción en la fabricación de placas fotográficas, por lo que las posiciones deben ser llevadas a un sistema de referencia estándar –el ICRS– tal como se hizo en el Capítulo 3 con la placa fotográfica al efectuarse la reducción empleando Tycho-2 como catálogo de referencia.

### 19. Posiciones de segunda época

Llamaremos posiciones de segunda época a todas aquellas que hayan sido determinadas en épocas posteriores a la placa CdC, se trate de una sola o más. Al comenzar este trabajo se estudió la posibilidad de determinar estas posiciones haciendo uso de las facilidades observacionales disponibles. Para ello se planteó la utilización de mosaicos de imágenes CCD directas tomadas con superposición parcial, ya sea con el telescopio de 1.54m de la Estación Astrofísica de Bosque Alegre (EABA) y/o el telescopio de 2.15m del Complejo Astronómico El Leoncito (CASLEO).

La técnica propuesta fue primero evaluada mediante simulaciones numéricas (Bustos Fierro y Calderón 2000b) y posteriormente aplicada en un campo de unos 30' de lado en torno al cúmulo abierto Ruprecht 21 (Bustos Fierro y Calderón 2002b) tomándose las imágenes desde el CASLEO. Debido a algunos inconvenientes con el instrumental no fue posible hacer estas mismas pruebas desde la EABA.

Las mediciones en torno a Rup 21 mostraron importantes distorsiones producidas por la óptica. Si bien éstas pudieron ser corregidas la precisión alcanzada en las posiciones fue de 0.15", lo que sólo justifica el empleo de tiempo de observación y reducción si es necesario llegar a magnitudes muy débiles, más allá del alcance de los *surveys* actualmente disponibles, que no es el caso de las placas de la CdC. Por este motivo se optó por la utilización de posiciones de segunda época provenientes de los grandes catálogos astrométricos actuales, principalmente USNO-B1 y UCAC-2.

#### 19.1. USNO-B1

USNO-B1.0 (Monet et al. 2003) es un catálogo que presenta posiciones, movimientos propios, magnitudes en varias bandas y estimadores de separación estrella/galaxia para 1,045,913,669 objetos obtenidos a partir de 3,648,832,040 observaciones separadas. Los datos provienen de las digitalizaciones hechas con la Precision Measuring Machine (PMM) de 7,435 placas Schmidt tomadas en varios relevamientos del cielo en los últimos 50 años, los cuales se resumen en la Tabla 19.1.

Se estima que el catálogo es completo hasta la magnitud  $V=21$ ; las precisiones estimadas son de  $0.2''$  para las posiciones en J2000.0,  $0.3\text{mag}$  en hasta cinco colores, y del 85% para distinguir estrellas de objetos no estelares.

Tabla 19.1. Resumen de los relevamientos con placas Schmidt empleados en la construcción de USNO-B1.

| Nombre        | Emulsión      | Banda [nm]     | Zonas Dec.      | Campos     | Fechas de Observación |
|---------------|---------------|----------------|-----------------|------------|-----------------------|
| POSS-I        | 103a-O        | 350-500        | -30..+90        | 936        | 1949-1965             |
| POSS-I        | 103a-E        | 620-670        | -30..+90        | 936        | 1949-1965             |
| POSS-II       | IIIa-J        | 385-540        | +00..+87        | 897        | 1985-2000             |
| POSS-II       | IIIa-F        | 610-690        | +00..+87        | 897        | 1985-1999             |
| <b>SERC-J</b> | <b>IIIa-J</b> | <b>385-540</b> | <b>-90..-05</b> | <b>606</b> | <b>1978-1990</b>      |
| <b>ESO-R</b>  | <b>IIIa-F</b> | <b>630-690</b> | <b>-90..-05</b> | <b>624</b> | <b>1974-1994</b>      |
| <b>AAO-R</b>  | <b>IIIa-F</b> | <b>590-690</b> | <b>-90..-20</b> | <b>606</b> | <b>1985-1998</b>      |
| POSS-II       | IV-N          | 730-900        | +05..+87        | 800        | 1989-2000             |
| <b>SERC-I</b> | <b>IV-N</b>   | <b>715-900</b> | <b>-90..+00</b> | <b>892</b> | <b>1978-2002</b>      |
| SERC-I*       | IV-N          | 715-900        | +05..+20        | 25         | 1981-2002             |

Como parte del programa de la PMM se escanearon las placas del Northern Proper Motion (Klemola et al. 1987) y del Southern Proper Motion (Platais et al. 1998), y se compiló un catálogo astrométrico llamado YS4.0. La magnitud límite del YS4.0 es aproximadamente  $V=18$ , y estas estrellas no están saturadas en las placas Schmidt, a diferencia de lo que ocurre con las estrellas Tycho-2 que se emplearon para la reducción de la anterior versión del catálogo: el USNO-A2.0. El proceso de calibración fija en cero el movimiento medio de todos los objetos que correlacionan con alguna entrada en el catálogo YS4.0 empleado para la reducción astrométrica, aunque la época media de este catálogo se encuentra alrededor de 1975. En consecuencia USNO-B1 presenta movimientos propios relativos, no absolutos, por lo que deben usarse con precaución. Si sólo se requieren posiciones los autores recomiendan emplear las mismas dadas para la época media.

## 19.2. UCAC-2.0

UCAC2 es la segunda entrega del proyecto UCAC (U.S. Naval Observatory CCD Astrograph Catalog, Zacharias et al. 2000), actualmente en desarrollo, diseñado para observar todos los objetos del cielo con magnitud  $R$  aproximadamente entre 7.5 y 16. Los errores observados en las posiciones rondan los 20mas para las estrellas de magnitud entre 10 y 14, y alrededor de 70mas para la magnitud límite  $R\sim 16$ .

UCAC2 es un catálogo astrométrico de alta densidad y alta precisión de 48,330,571 estrellas cubriendo el cielo desde  $-90^\circ$  hasta  $+40^\circ$  de declinación, llegando hasta  $+52^\circ$  en algunas áreas. El límite norte es función de la ascensión recta. Para todas las estrellas se proveen movimientos propios y fotometría. Las posiciones y los movimientos propios están dados en el ICRS para la época J2000.0. UCAC2 es la última entrega de datos intermedios antes de la construcción del catálogo final cubriendo todo el cielo.

### 19.2.1. Descripción del proyecto UCAC

El proyecto UCAC, las observaciones y la primera entrega de los datos se describen en detalle en el trabajo de Zacharias et al. (2000). En esta sección se hace un breve resumen, ya que se trata del catálogo que provee las posiciones de segunda época más precisas, además de movimientos propios que serán empleados para evaluar la calidad de los que se determinen a partir de las placas CdC.

UCAC es un programa observacional que hace uso del Astrógrafo Doble del Observatorio Naval de los Estados Unidos de Norteamérica y una cámara CCD de 4k x 4k, cubriendo poco más de un grado cuadrado por imagen con una escala de 0.8"/pixel. La lente de cinco elementos del astrógrafo, de 20cm de apertura corregida para el rojo, provee un campo de 9° de diámetro (diseñado para placas fotográficas), por lo que con el CCD sólo se utiliza una pequeña fracción centrada en el eje óptico. El CCD es marca Kodak, grueso, con pixeles de 9 $\mu$ m. La cámara, construida por Spectral Instruments, trabaja enfriada por efecto Peltier a -18°C.

Las observaciones comenzaron en enero de 1998 en el Observatorio Interamericano de Cerro Tololo (CTIO) en Chile, desde donde se observó todo el hemisferio sur y aproximadamente la mitad del hemisferio norte. En octubre de 2001 el instrumento se trasladó a la Estación Flagstaff del Observatorio Naval (NOFS) en Arizona, Estados Unidos, para continuar con el cielo del norte, cuya observación finalizó el 18 de mayo de 2004. La segunda entrega del catálogo UCAC contiene los datos provenientes de las observaciones hechas hasta el 8 de diciembre de 2002, al momento en que aproximadamente el 86% del cielo había sido cubierto.

Para la toma de las imágenes se adoptó un patrón centro-esquina sobre una grilla de 0.5° comenzando en el Polo Sur Celeste. Cada campo fue observado con una exposición larga (de 100 a 150 seg) y una corta (de 20 a 30 seg). Las observaciones se hacen en una única banda (579-742nm), por lo que las magnitudes UCAC están entre las V y R del sistema fotométrico de Johnson. No se ha intentado obtener datos fotométricos de alta calidad a partir de las observaciones CCD. De hecho, las observaciones prosiguieron incluso durante noches con cirros. El telescopio es guiado automáticamente con una cámara ST-4 montada tras la segunda lente del astrógrafo, corregida para el visual.

A diferencia de UCAC1 que utilizó estrellas de los catálogos Hipparcos y ACT para la reducción, UCAC2 fue procesado con estrellas de referencia Tycho-2. Esto duplicó la cantidad de estrellas de referencia por cuadro, sin embargo, los errores en las posiciones de estrellas débiles individuales en Tycho-2 son significativamente mayores que los errores en x,y de las imágenes observadas por UCAC.

En la reducción astrométrica de cada cuadro se empleó un modelo mínimo, sólo con términos lineales, para reducir la propagación de errores. Los efectos de las aberraciones y la refracción se eliminaron antes del ajuste por cuadrados mínimos de los datos x,y a las posiciones medias de las estrellas de referencia en la época de los frames CCD.

Todos los "casos problemáticos" fueron excluidos del catálogo. En particular, muchas estrellas múltiples han sido excluidas de UCAC2 ya que sus imágenes usualmente están elongadas y su centrado preciso es difícil con el software empleado actualmente. Este software está siendo modificado y los datos serán re-procesados para la construcción de la entrega final del catálogo.

Las imágenes estelares saturadas no se emplearon, por lo que no se incluyen las estrellas brillantes. Dependiendo de las condiciones atmosféricas, el corte es

aproximadamente para las estrellas más brillantes que la magnitud 8 en R. A partir de las posiciones individuales se produjeron posiciones medias pesadas. Sólo se incluyen en el catálogo estrellas con dos o más imágenes medidas. Se excluyeron las estrellas con error estándar (obtenido a partir de la dispersión de las imágenes individuales) mayor que 200mas en cualquier coordenada. Dichas estrellas son, o muy débiles, o con imágenes en contacto, o tienen otros diversos problemas.

Los movimientos propios de las estrellas brillantes (R~8 a ~12.5) se determinaron usando una combinación de catálogos terrestres fotográficos y meridianos, e incluyeron observaciones de satélite de los catálogos Hipparcos y Tycho-2. Además, el Observatorio Naval de los Estados Unidos está en el proceso de re-medición de las placas fotográficas del AGK2, tomadas en Bonn y Hamburgo (Alemania) alrededor de 1930. Cerca de 600.000 nuevas posiciones provenientes de esta re-medición están incluidas en el área al norte de declinación +20°.

Para las estrellas débiles (R~12.5 a ~16) se utilizan los datos del Lick Northern Proper Motions (NPM, Jones et al. 2000) y el Yale Southern Proper Motions (SPM, van Altena et al. 1999). Estas placas fueron medidas con la PMM (Precision Measuring Machine) en la NOFS e inicialmente reducidas por D. Monet. Para su reducción sólo se empleó la serie de placas sensibles al amarillo, por lo que esos datos están referidos como “Yellow Sky”. Los datos fueron posteriormente tratados en el USNO de Washington por S. Urban para minimizar errores sistemáticos.

Hay 18604 estrellas de alto movimiento propio conocidas en el archivo de posiciones del UCAC. Éstas fueron identificadas por Gould y Salim utilizando el New Luyten’s Two-Tenths Catalog y gentilmente enviadas al equipo del UCAC. Sin embargo, sólo se incluyeron aquellas estrellas de alto movimiento propio con posición astrométrica disponible en una época anterior. Se encontraron 8282 estrellas en los catálogos regulares (Yellow Sky, AC 2000.2, Tycho-2, Hipparcos, otros catálogos fotográficos y meridianos) mientras que 7666 estrellas fueron suplementadas utilizando posiciones de USNO-A2, por lo que un total de 15948 estrellas NLTT están incluidas en UCAC2. Nótese que estas son las únicas estrellas para las cuales se emplea USNO-A2, ya que se intenta minimizar la utilización de datos provenientes de placas Schmidt en UCAC2.

El cálculo de movimientos propios se lleva a cabo con un procedimiento similar al usado para los catálogos UCAC1 y Tycho-2. Todos los catálogos de entrada fueron reducidos al ICRF utilizando datos del Hipparcos o algún otro catálogo más denso en el sistema de referencia del Hipparcos. Se estiman los errores estándar de cada posición. Estas estimaciones de error se usan como pesos para calcular una posición media y un movimiento propio, mediante un procedimiento de ajuste por cuadrados mínimos pesados. En el catálogo se proveen las estimaciones de error de la astrometría UCAC2.

Los errores en movimientos propios de las estrellas brillantes (hasta R~12) van desde 1 hasta 3 msa/año, principalmente debido a los grandes intervalos de tiempo involucrados. Para las estrellas más débiles que hacen uso exclusivamente de los datos del Yellow Sky, los errores típicos se estiman entre 4 y 6 msa/año.

Todas las estrellas en UCAC2 tienen movimiento propio. Algunas estrellas fueron excluidas por las siguientes razones:

- no fueron observadas en el programa astrográfico-CCD;
- fueron observadas, pero la reducción de la posición UCAC falló por algún motivo;
- el arco de tiempo entre la primer época disponible y UCAC no excede los 10 años;
- no se pudo calcular movimiento propio (no se encontró coincidencia con otros catálogos);

- los movimientos propios exceden los 180mas/año pero no están identificadas en el catálogo NLTT o en Hipparcos;
- los errores de los movimientos propios basados en la dispersión de las posiciones individuales excede los 20mas/año.

Como consecuencia del proceso de selección, UCAC2 no es completo para ningún rango de magnitudes. En total se incluyen 48330571 de las 58843138 estrellas observadas con el astrógrafo hasta el 8 de diciembre de 2002.

### 19.2.2. *Propiedades del Catálogo UCAC2*

Se adopta el sistema de referencia del catálogo Hipparcos, es decir el Sistema de Referencia Celeste Internacional (ICRS), que es consistente con el ecuador y equinoccio J2000.0. Las posiciones están dadas en la época estándar J2000.0, por lo que UCAC2 es un catálogo compilado. También se provee la época central, es decir la época media pesada de los datos. Para la época central, que varía de estrella a estrella y puede ser diferente en ascensión recta y en declinación, las posiciones tienen su error mínimo dado en el catálogo. En la mayoría de los casos las épocas centrales son cercanas a las épocas de las observaciones UCAC (entre 1998.1 y 2002.9) debido al peso relativamente alto dado a las mismas. Los movimientos propios están dados para la época central.

Las magnitudes van aproximadamente desde 8 hasta 16 en una banda de 579-642nm, esto es entre el visual (V) y el rojo (R) del sistema fotométrico de Johnson. La magnitud límite puede variar en aproximadamente  $\pm 0.3\text{mag}$ . El corte en magnitudes en el extremo brillante puede variar aún más, dependiendo de las condiciones del seeing en el momento de la observación.

Las magnitudes UCAC son sólo aproximadas, con un error estándar alrededor de 0.3mag. La precisión relativa dentro de  $0.5^\circ$  y un rango de magnitudes medio puede ser mucho mejor, de aproximadamente 0.1mag. Se hace notar que algunos datos fueron obtenidos en condiciones no fotométricas y que no se hizo reducción del tipo “fotometría de apertura”, por lo que las magnitudes UCAC2 sólo sirven para propósitos de identificación.

## 20. **Determinación de movimientos propios**

El cálculo de movimientos propios se lleva a cabo con un procedimiento similar al usado para los catálogos de la serie UCAC y Tycho-2. El catálogo CdC fue reducido al ICRF utilizando datos del Tycho-2, luego se adopta el sistema de referencia del Hipparcos. Se estiman los errores estándar de cada posición. Estas estimaciones de error se usan como pesos para calcular una posición media y un movimiento propio, mediante un procedimiento de ajuste por cuadrados mínimos pesados cuando se tiene un número suficiente de posiciones.

Para la combinación de las posiciones obtenidas en distintas épocas a fin de calcular los movimientos propios se desarrolló un programa en Turbo Pascal. Dicho programa recorre los tres catálogos disponibles: el catálogo CdC para la primera época, y USNO-B1.0 y UCAC2 para las épocas más recientes. Dado que tanto USNO-B1 como UCAC2 proveen movimientos propios, el último para todas las estrellas incluidas y el primero para algunas de ellas, se emplearon los mismos para transformar las posiciones dadas en estos catálogos a la época de la placa -1917.13- y en esa época buscar las



coincidencias. El criterio adoptado para asumir que determinada entrada en uno de los catálogos modernos corresponde a cierta estrella medida en la placa CdC fue que sus posiciones para la época de la placa difirieran en menos de 2.5 segundos de arco.

Cabe recordar que el catálogo USNO-B no está dado en el ICRS, pero en virtud de la consistencia de éste con el ecuador y equinoccio dinámicos J2000.0, es posible operar la combinación con UCAC2 y CdC en el ICRS.

De las 4172 entradas del catálogo CdC se encontraron 3960 coincidentes con USNO-B y 3565 con UCAC2, discriminadas como se muestra en la Tabla 20.1. Se puede apreciar que sólo 111 estrellas -menos del 3% del catálogo CdC- no coinciden con ninguna posición dada en algún catálogo moderno según el criterio adoptado y por lo tanto no pueden calcularse movimientos propios para ellas, 598 estrellas -el 14%- cuentan con posiciones en sólo dos épocas: la placa CdC y sólo uno de los catálogos modernos, en tanto que 3463 estrellas -el 83%- cuentan con tres posiciones para épocas diferentes. Dado que todos los catálogos están dados en el ICRS, no fue necesario hacer ninguna transformación entre sistemas de referencia.

Las 111 estrellas que no coinciden con USNO-B ni con UCAC2 muestran una distribución uniforme sobre la placa, por lo que no se espera que sean resultado de efectos sistemáticos en las mediciones.

Tabla 20.1. Distribución de las estrellas en los distintos catálogos combinados para la determinación de movimientos propios.

| CdC | USNO-B1.0 | UCAC2 | Nº de estrellas |
|-----|-----------|-------|-----------------|
| SI  | NO        | NO    | 111             |
| SI  | SI        | NO    | 497             |
| SI  | NO        | SI    | 101             |
| SI  | SI        | SI    | 3463            |

Para el cálculo de los movimientos propios en todos los casos las posiciones de los catálogos modernos se consideraron en la época central dada en el mismo catálogo, que en general cambia de una estrella a otra y puede ser distinta en ascensión recta y declinación. Para el caso particular de USNO-B1.0 de esta manera se supera el problema de sus movimientos propios relativos -ver descripción del catálogo en 3.7, pág. 8-.

Para las estrellas con posiciones en dos épocas, los movimientos propios sólo pueden calcularse como los cocientes entre las diferencias en las coordenadas y las diferencias en las épocas:

$$\mu_{\alpha} = \frac{\Delta\alpha}{\Delta t} \qquad \mu_{\delta} = \frac{\Delta\delta}{\Delta t}$$

El error de los movimientos propios así calculados se determinó mediante propagación a partir de los errores de las posiciones involucradas, es decir:

$$\sigma_{\mu_{\alpha}}^2 = \frac{\sigma_{\alpha 1}^2 + \sigma_{\alpha 2}^2}{\Delta t^2} \qquad \sigma_{\mu_{\delta}}^2 = \frac{\sigma_{\delta 1}^2 + \sigma_{\delta 2}^2}{\Delta t^2}$$

Para las estrellas con posiciones en tres épocas, los movimientos propios se calcularon mediante un ajuste lineal por cuadrados mínimos en cada coordenada, pesando cada una de las posiciones de acuerdo a su error. De esta manera se logra la minimización de la función de mérito  $\chi^2$ , que para el ajuste en ascensión recta está expresada por:

$$\chi^2(a,b) = \sum_{i=1}^N \left( \frac{\alpha_i - a - bt_i}{\sigma_{\alpha_i}} \right)^2$$

En estos casos se tiene que  $N=3$  es el número de épocas empleadas,  $t_i$  son esas tres épocas,  $\alpha_i$  las ascensiones rectas correspondientes, y  $\sigma_i$  sus errores. Del ajuste resultan los coeficientes  $a$  y  $b$  con sus errores, siendo este último el movimiento propio en ascensión recta. Análogamente se procede para la determinación del movimiento propio en declinación.

Además de los movimientos propios, también se calcularon las épocas medias para cada estrella como el promedio de las épocas incluidas en el cálculo del movimiento propio pesadas por el error en las posiciones, por lo que dependen de la estrella y de la coordenada (Figura 39). Se aprecia claramente que para los movimientos propios determinados con dos posiciones la distribución de las épocas es muy dispersa y consta de dos grupos separados. Estos dos grupos corresponden a los movimientos propios determinados empleando UCAC2, con épocas medias posteriores a 1990, y los determinados con USNO-B1, con épocas medias entre 1920 y 1985. En cambio los movimientos propios determinados con tres posiciones presentan distribuciones de épocas medias más concentradas, en torno a 1998 debido al alto peso de las posiciones UCAC2.

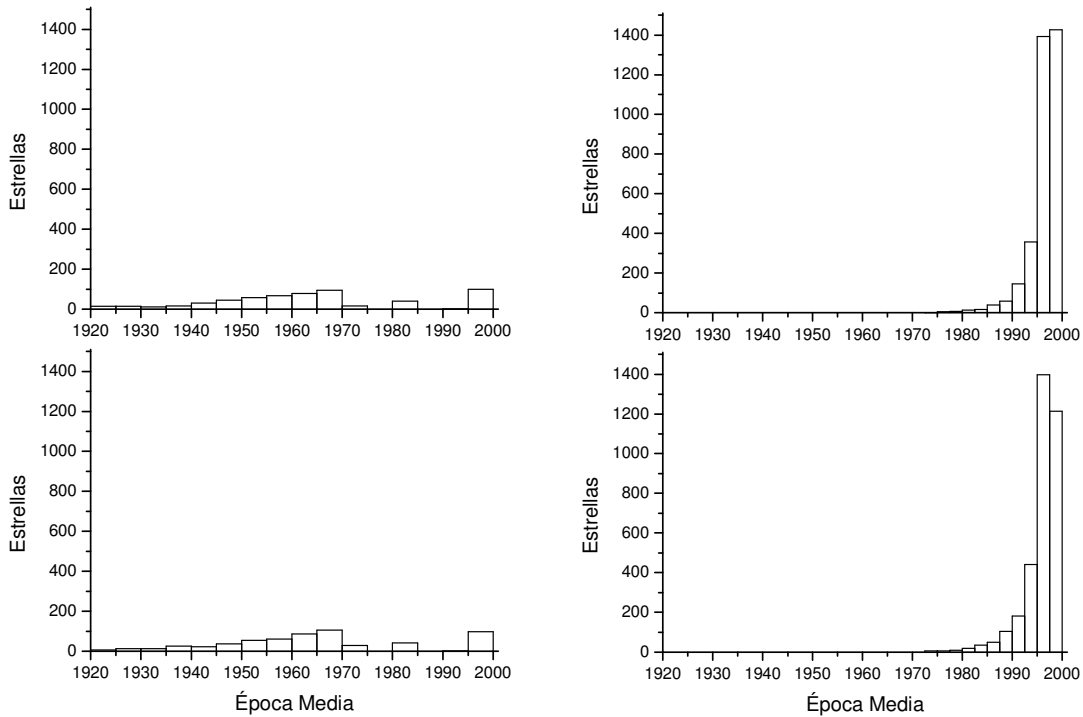


Figura 39. Distribuciones de las épocas medias en ascensión recta (abajo) y declinación (arriba) determinadas con dos épocas (izquierda) y tres épocas (derecha).

## 20.1. Inclusión de AC2000

AC2000 es un catálogo de 4.621.836 estrellas cubriendo todo el cielo. Los datos provienen de las imágenes medidas y publicadas como parte del Catálogo Astrográfico

(CA). Las posiciones están en el marco de referencia del catálogo Hipparcos (ESA 1997), por lo tanto en el ICRS, habiendo sido originalmente reducidas placa por placa usando el Astrographic Catalog Reference Stars (ACRS; Corbin & Urban 1988, Corbin & Urban 1990). Cada una de las 22 zonas del CA fue reducida independientemente, dado que los telescopios, las técnicas de observación y los métodos de medición varían de una a otra.

Aplicando el mismo criterio de coincidencia dentro de 2.5'' se encontraron sólo 354 entradas del catálogo CdC coincidentes con algún objeto de AC2000, es decir menos del 10%. Dado que los errores en las posiciones AC2000 son relativamente grandes y su época -entre 1909 y 1913 para la zona de Córdoba- es muy próxima a la época de la placa CdC, no se observaron diferencias significativas en los movimientos propios. Por este motivo se decidió no incluir las posiciones del CA en la versión final del catálogo de movimientos propios, que es la que se evalúa en la sección siguiente.

## 20.2. Evaluación de errores

La evaluación de los errores en los movimientos propios determinados se llevó a cabo de tres formas diferentes: a partir del error interno del mismo cálculo, comparando con los movimientos propios dados en USNO-B1, y comparando con los movimientos propios dados en UCAC2.

### 20.2.1. Error interno

La primera estimación del error en los movimientos propios evaluada fue la provista por el cálculo de los mismos. En el caso de movimientos propios determinados a partir de dos épocas, dicha estimación se obtuvo por propagación de errores de las posiciones en las dos épocas consideradas como se describe en 20. *Determinación de movimientos propios*, en tanto que en los movimientos propios determinados a partir de tres épocas, es el error dado por el ajuste lineal por cuadrados mínimos.

Tabla 20.2. Mediana de los errores internos de los movimientos propios.

| Épocas       | $\sigma_{\mu\alpha}$ [msa/año] | $\sigma_{\mu\delta}$ [msa/año] |
|--------------|--------------------------------|--------------------------------|
| 2            | 3.9                            | 4.0                            |
| 3            | 2.0                            | 2.0                            |
| <b>Total</b> | <b>2.1</b>                     | <b>2.1</b>                     |

La Tabla 20.2 resume las distribuciones de los errores encontrados, que se muestran gráficamente en la Figura 40. Se aprecia claramente que para los movimientos propios determinados con dos épocas la distribución de los errores es muy dispersa y consta de dos grupos separados. Estos dos grupos corresponden a los movimientos propios determinados empleando UCAC2 como segunda época, con errores entre 2.5 y 3.0msa/año, y los determinados con USNO-B1 como segunda época, con errores de más de 3.5msa/año. En cambio los errores de los movimientos propios determinados con tres épocas presentan una distribución más concentrada y aproximadamente normal. Tanto en ascensión recta como en declinación las distribuciones de estos errores tienen una media de 2.0msa/año y una desviación estándar de 0.4msa/año.

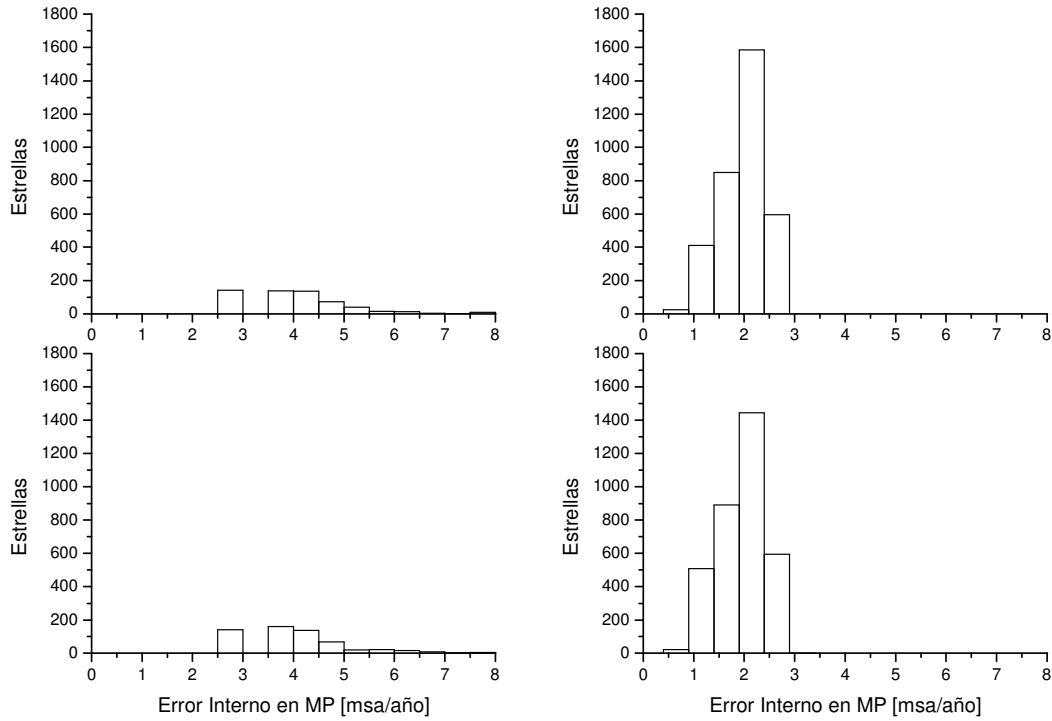


Figura 40. Distribuciones de los errores de los movimientos propios en ascensión recta (abajo) y declinación (arriba) determinados con dos épocas (izquierda) y tres épocas (derecha).

Tabla 20.3. Fuentes de movimientos propios para las estrellas en el campo de la placa CdC6448.

| CdC | USNO-B1.0 | UCAC2 | Nº de estrellas |
|-----|-----------|-------|-----------------|
| SI  | NO        | NO    | 344             |
| SI  | SI        | NO    | 154             |
| SI  | NO        | SI    | 2916            |
| SI  | SI        | SI    | 647             |

### 20.2.2. Comparación con USNO-B1

De las 4061 estrellas con movimientos propios determinados empleando la placa CdC como primera época, sólo 801 tienen también movimientos propios determinados en el catálogo USNO-B1 (Tabla 20.3). Las distribuciones de las diferencias en los movimientos propios en ambas coordenadas que se muestran en la Figura 41 tienen los siguientes valores medios y dispersiones:

$$\overline{\Delta\mu_{\alpha}} = (-0.8 \pm 10.4) \frac{msa}{a} \qquad \overline{\Delta\mu_{\delta}} = (-2.3 \pm 9.7) \frac{msa}{a}$$

Si se asume la mediana del error en los movimientos propios de USNO-B dado por los autores para las estrellas incluidas en esta comparación, esto es 3 y 4 msa/a en ascensión recta y declinación respectivamente, el error estimado para los movimientos propios CdC es de 10.0 y 8.8 msa/a para cada coordenada. Estos valores son entre 4 y 5 veces mayores que el error estimado a partir de los ajustes. Sin embargo, si se tiene en cuenta que USNO-B ha sido construido básicamente a partir de digitalizaciones de placas Schmidt, es de esperar que los errores de 3 y 4 msa/a estén muy subestimados, y en consecuencia los errores encontrados para los movimientos propios CdC a partir de esta comparación estén muy sobreestimados.

### 20.2.3. Comparación con UCAC2

De las 4061 estrellas con movimientos propios determinados empleando la placa CdC como primera época, 3563 tienen también movimientos

$$\overline{\Delta\mu_\alpha} = (-1.3 \pm 5.7) \frac{msa}{a}$$

$$\overline{\Delta\mu_\delta} = (-3.8 \pm 5.2) \frac{msa}{a}$$

Si se asume la mediana del error en los movimientos propios de UCAC2 dado por los autores para las estrellas incluidas en esta comparación, esto es 4.6 msa/a tanto en ascensión recta como en declinación, el error estimado para los movimientos propios CdC es de 3.4 y 2.4 msa/a para cada coordenada, valores del mismo orden que el error estimado a partir de los ajustes.

## 21. Completitud

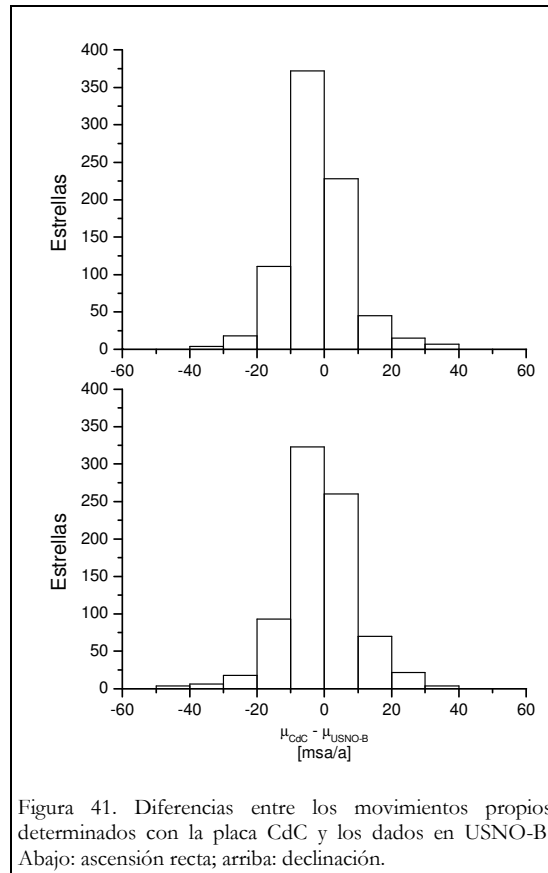


Figura 41. Diferencias entre los movimientos propios determinados con la placa CdC y los dados en USNO-B. Abajo: ascensión recta; arriba: declinación.

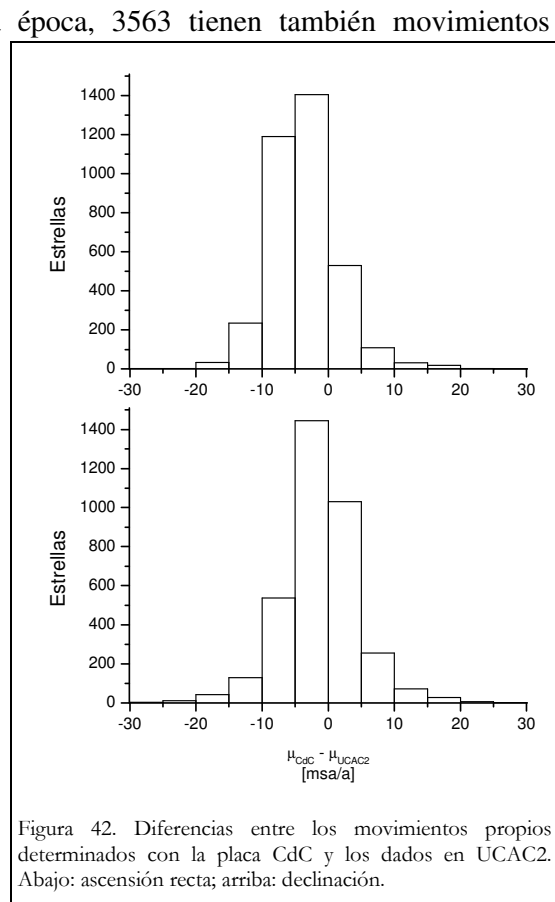


Figura 42. Diferencias entre los movimientos propios determinados con la placa CdC y los dados en UCAC2. Abajo: ascensión recta; arriba: declinación.

Se llevaron a cabo dos evaluaciones de la completitud del catálogo obtenido a partir de la placa Carte du Ciel: comparándolo con USNO-B1 y comparándolo con UCAC2. En ambos casos se trata sólo de estimaciones ya que UCAC2 no es un catálogo completo en ningún rango de magnitudes, y si bien los autores de USNO-B1 dicen que éste es completo hasta la magnitud  $V=21$ , presenta inconvenientes en el extremo “brillante”, por debajo de la magnitud 13, donde se superpone con la placa CdC, ya que las imágenes estelares en las placas Schmidt aparecen saturadas.

Para las comparaciones sólo se consideraron las estrellas dentro de un círculo de  $1^\circ$  de radio en torno al centro de la placa, adoptado en  $\alpha = 8^h 24.4^m$ ,  $\delta = -30^\circ 18'$ . De esta forma se considera la región de la placa con imágenes de mayor calidad y menos problemas en la identificación de estrellas.

### 21.1. Evaluación con USNO-B1

El catálogo USNO-B1 provee magnitudes en hasta 5 bandas diferentes, denominadas B1, R1, B2, R2 e I. Para esta evaluación se consideró la magnitud B1, azul, contándose la cantidad de estrellas por intervalo de 0.5 magnitudes en USNO-B1, y cuantas de ellas coinciden con alguna estrella en la placa CdC. El resultado de estos conteos se muestra en la Figura 43. El histograma pone en evidencia las diferentes fuentes de posiciones y magnitudes para estrellas más débiles y más brillantes que la magnitud 13 en el catálogo USNO-B1. Las primeras provienen de las placas Schmidt digitalizadas, en tanto que las últimas provienen de otros catálogos.

Para evaluar la completitud hasta distintas magnitudes, se sumaron todas las estrellas más brillantes que cierta magnitud límite y se calculó el porcentaje de las mismas que se identificaron también en la placa CdC. El resultado se muestra en la Figura 44, donde se advierte

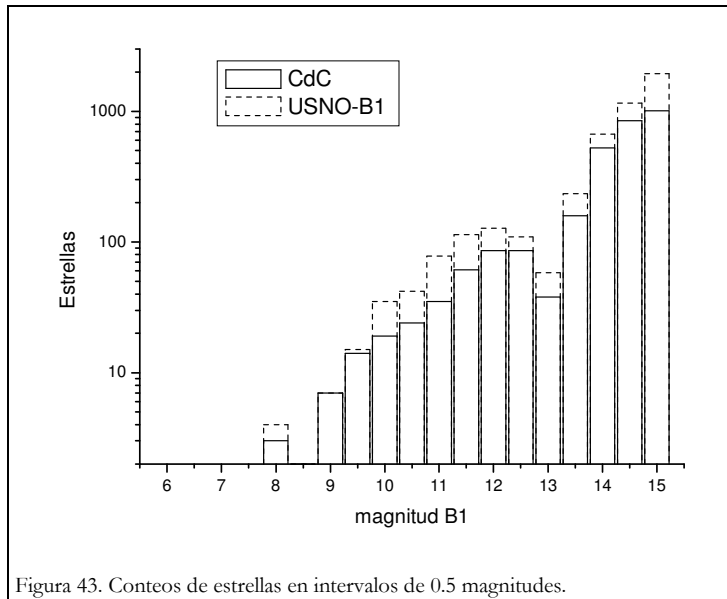


Figura 43. Conteos de estrellas en intervalos de 0.5 magnitudes.

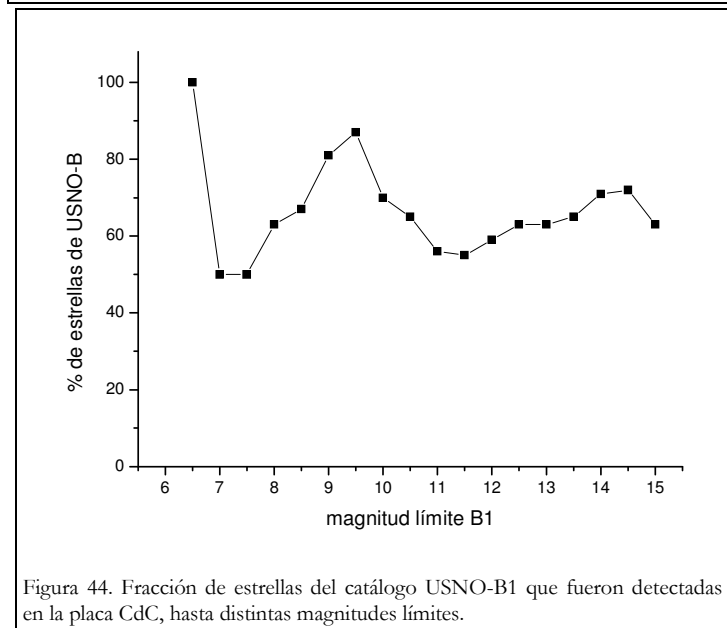


Figura 44. Fracción de estrellas del catálogo USNO-B1 que fueron detectadas en la placa CdC, hasta distintas magnitudes límites.

que se han detectado alrededor del 70% de las estrellas hasta la magnitud  $B_1=14.5$ , aunque hay más de 200 estrellas detectadas en la placa que no coinciden con ninguna entrada en USNO-B (Tabla 20.1) y por lo tanto no están consideradas aquí.

## 21.2. Evaluación con UCAC-2

El procedimiento seguido es completamente análogo al descrito para el catálogo USNO-B1, aunque empleando la única magnitud provista en UCAC2 en una banda ancha entre V y R del sistema fotométrico de Johnson. Este rango es muy diferente al cubierto por la sensibilidad espectral de las antiguas placas fotográficas, que cubrían más el extremo azul del espectro, por lo que esta comparación debe considerarse con cautela.

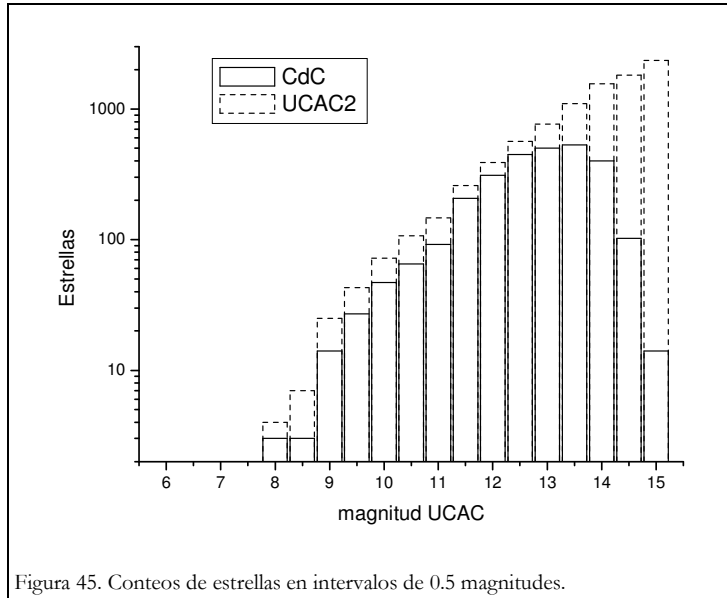


Figura 45. Conteos de estrellas en intervalos de 0.5 magnitudes.

La Figura 45 muestra los histogramas resultantes de los conteos, donde a diferencia de USNO-B no se aprecian discontinuidades en la tendencia debido a la homogeneidad en el origen de los datos.

También para UCAC2 se calculó la fracción de estrellas detectadas en la placa hasta determinada magnitud límite, lo que se muestra en la Figura 46. En este caso se observa una fracción menor de estrellas y en un rango de magnitudes más brillante, pero debe recordarse que hay cerca de 600 estrellas detectadas en la placa que no coinciden con ninguna entrada en UCAC2 (Tabla 20.1) y por lo tanto no están consideradas aquí, y que las estrellas de UCAC2 son más rojas que las de la CdC.

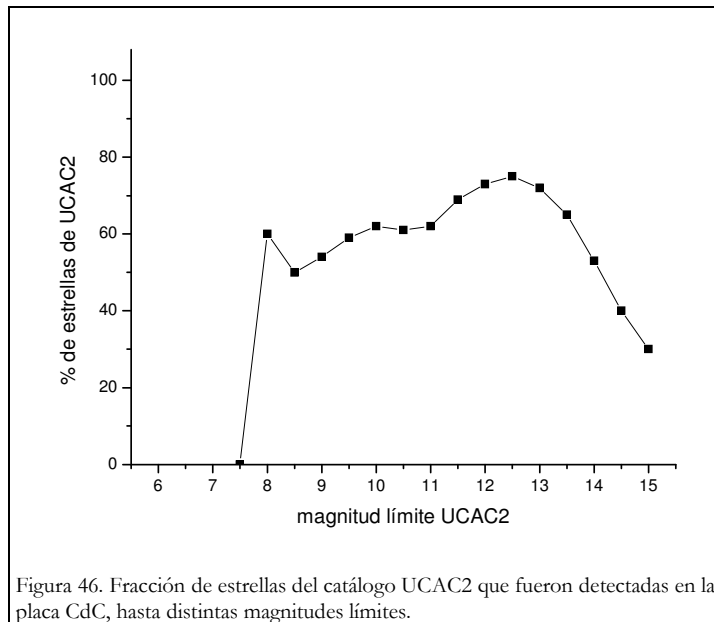


Figura 46. Fracción de estrellas del catálogo UCAC2 que fueron detectadas en la placa CdC, hasta distintas magnitudes límites.

## 22. Densidad estelar proyectada

El primer análisis llevado a cabo hace uso de la información espacial, es decir solamente las posiciones de las estrellas, con el objetivo de encontrar un aumento en la densidad de estrellas proyectada sobre la placa que indique la presencia del cúmulo NGC 2587. Para evaluar la densidad estelar proyectada se construyó una grilla con una separación de 3' en ambas coordenadas y se sumaron las estrellas en un entorno de cada punto de la misma. A fin de obtener una función suavizada, sin el ruido causado por la distribución aleatoria de la estrellas en el campo, se aplicó una función de peso dependiente de la distancia al punto de la grilla que está siendo evaluado, con forma de campana que se anula a una distancia  $r_0$  del mismo, idéntica a la empleada en 16.1. *Corrección de la distorsión* para el suavizado de las distorsiones, esto es:

$$w(r) = \left( \sqrt{1 - \left( \frac{r}{r_0} \right)^2} \right)^n \quad \text{para } r < r_0$$

$$w(r) = 0 \quad \text{para } r > r_0$$

adoptándose un radio de promediado  $r_0=10'$  y  $n=1$ , lo que asegura la continuidad de la función construida.

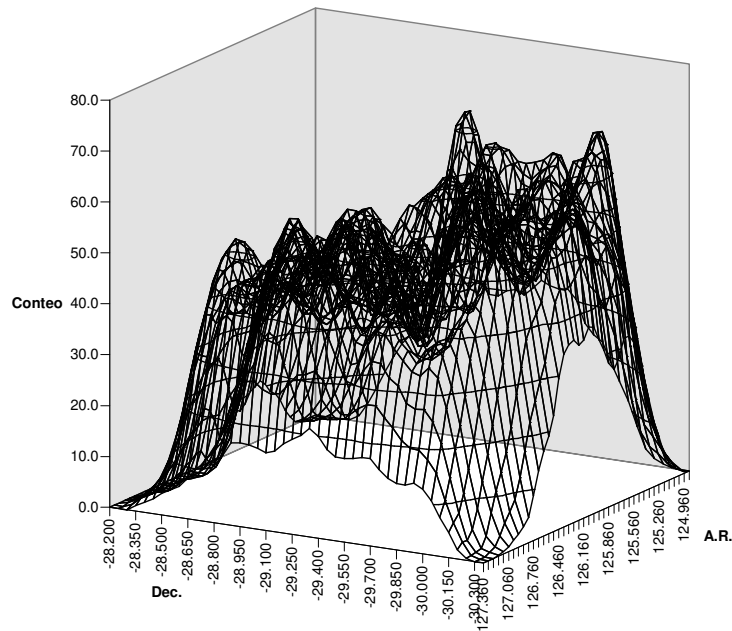


Figura 47. Conteo de estrellas en una grilla de 3' de separación, dentro de un radio de 10'.

La función construida, que se muestra gráficamente en la Figura 47, representa la densidad superficial de estrellas sobre la placa. Pueden advertirse dos máximos locales notables, uno cerca del centro de la placa y otro cerca de la esquina sudoeste.



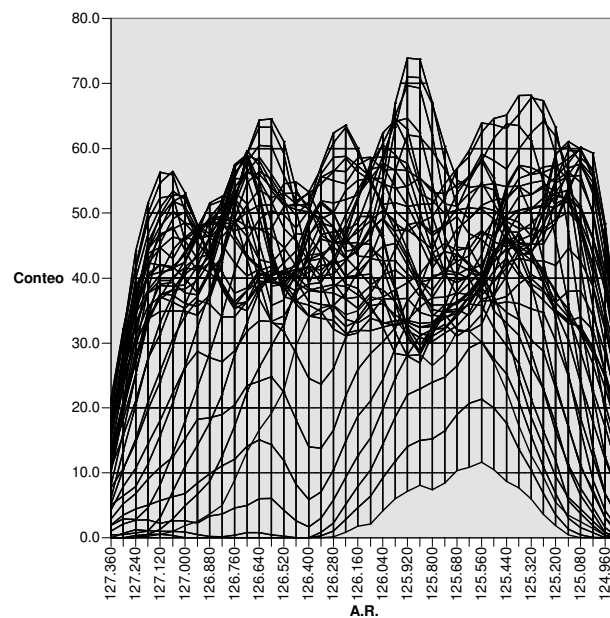
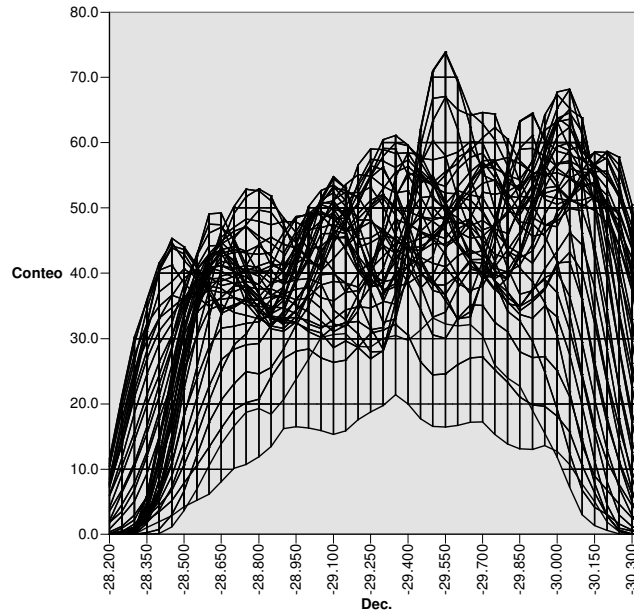


Figura 48. Proyecciones de la distribución de conteos estelares. Arriba: proyección sobre un meridiano. Abajo: proyección sobre un paralelo.

En las proyecciones que se muestran en la Figura 48 se puede ver que el máximo principal tiene su pico en  $\alpha=125.92^\circ$ ,  $\delta= -29.55^\circ$ , mientras que el segundo pico se encuentra en  $\alpha=125.32^\circ$ ,  $\delta= -30.05^\circ$ .

A fin de determinar un centroide para estas regiones de sobredensidad, se calculó un “centro de masa” de las celdas, promediando sus posiciones pesadas por el conteo, incluyendo en el cálculo sólo las celdas con conteos por encima de 65 estrellas. Los centroides encontrados fueron los siguientes:

Sobredensidad 1:  $\alpha=125.89^\circ$  (8h 23.6m)  $\delta= -29^\circ 33'$

Sobredensidad 2:  $\alpha=125.34^\circ$  (8h 21.4m)  $\delta= -30^\circ 02'$

Para corroborar estos resultados se repitió el mismo análisis contando las estrellas del catálogo UCAC2 hasta magnitud 14.5. Los resultados son muy similares:

Sobredensidad 1:  $\alpha=125.94^\circ$  (8h 23.8m)  $\delta= -29^\circ 36'$

Sobredensidad 2:  $\alpha=125.29^\circ$  (8h 21.2m)  $\delta= -30^\circ 17'$

En tanto que con las estrellas de UCAC2 hasta magnitud 15.0 se obtiene:

Sobredensidad 1:  $\alpha=125.94^\circ$  (8h 23.8m)  $\delta= -29^\circ 36'$

Sobredensidad 2:  $\alpha=125.29^\circ$  (8h 21.2m)  $\delta= -30^\circ 16'$

Se advierte que en todos los casos la posición del centroide de la sobredensidad 1 coincide muy bien con la posición del cúmulo abierto NGC 2587,  $\alpha= 8h 23.5m$ ,  $\delta= -29^\circ 30'$ , con una diferencia de sólo  $3'$ . En cuanto a la sobredensidad 2, los centroides más confiables son los determinados a partir de UCAC2, ya que se encuentra cerca del borde de la placa, donde las imágenes estelares presentan más problemas y por lo tanto su identificación es menos eficiente.

Para asignarle dimensiones a la sobredensidad coincidente con NGC 2587 se calculó la desviación estándar de las distribuciones de conteos por encima del nivel de corte adoptado de 65 estrellas. Los valores encontrados fueron de  $2.3'$  en ascensión recta y  $2.2'$  en declinación.

En consecuencia, para lo que sigue se adoptó como centro del cúmulo las coordenadas

$\alpha_c=125.89^\circ$  (8h 23.6m)  $\delta_c= -29^\circ 33'$

y un diámetro angular de  $10'$ , algo mayor que el de  $5'$  encontrado en la literatura (van den Bergh & Hagen 1975).

A fin de tener una estimación del número de estrellas que representa la agrupación encontrada, se determinó que en un círculo de  $45'$  de radio en torno a la posición del cúmulo la densidad media es de 0.3013 estrellas por grado cuadrado, por lo que en los  $10'$  centrales se esperan 24 estrellas pero se encuentran 43, es decir que hay un exceso de unas 19 estrellas solamente. Si se amplía el diámetro a  $20'$  se encuentran 131 estrellas sobre 95 esperadas, por lo que el exceso es de 36 estrellas. Esto indica que en las placas empleadas para este trabajo sólo se pueden esperar entre 20 y 30 estrellas miembros del cúmulo.

### 23. Distribución de movimientos propios

La selección de probables miembros físicos en el entorno de un cúmulo abierto es una tarea necesaria previa al estudio de muchos problemas de astrofísica. La determinación de miembros siempre es de naturaleza probabilística, y consiste en discriminar dos poblaciones usando un conjunto de variables medidas en la muestra. Las variables más usualmente empleadas para este tipo de estudios son de dos tipos: fotométricas y cinemáticas. En esta clasificación se han omitido las variables de posición, que son las primeras que indican la presencia de un cúmulo, tal como se hizo en 22. *Densidad estelar proyectada.*

Los cúmulos abiertos típicamente exhiben dispersiones internas de velocidades del orden de  $1\text{km/s}$  o menos, en tanto que para las estrellas de campo del disco galáctico la dispersión en las velocidades es en general un orden de magnitud mayor. Así, cuando se dispone de datos cinemáticos -velocidades radiales y/o movimientos propios- es

posible separar miembros del cúmulo y estrellas de campo, y es comúnmente aceptado que las probabilidades de pertenencia obtenidas de estos análisis son más confiables que las fotométricas.

En general, las distribuciones de movimientos propios se construyen a lo largo de ejes que están alineados con los ejes mayor y menor de la distribución de campo. Para encontrar esta distribución se procedió de manera similar a la seguida para encontrar las sobredensidades (*22.Densidad estelar proyectada*), pero empleando esta vez los movimientos propios en lugar de las coordenadas celestes de las estrellas. En la Figura 49 se observa que la distribución está ligeramente más alargada en una dirección inclinada  $-30^\circ$  con respecto a los paralelos celestes, lo que no coincide con el paralelo galáctico cuya inclinación es de  $-55^\circ$ , ni con el antápex solar.

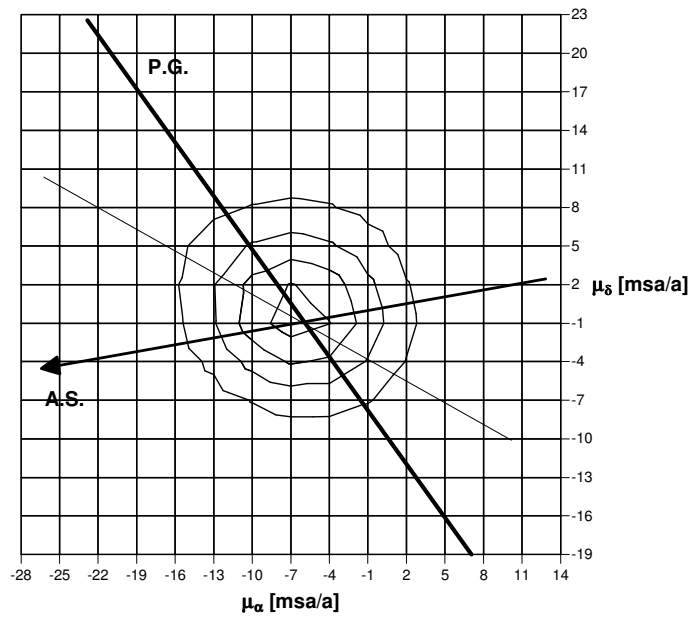


Figura 49. Curvas de nivel de la distribución suavizada de todos los movimientos propios determinados con la placa CdC 6448. Se muestra la orientación de un paralelo galáctico, la dirección del antápex solar, y la orientación del semieje mayor de la distribución.

Se rotaron los movimientos propios un ángulo de  $30^\circ$  en sentido antihorario a fin de construir las distribuciones marginales a lo largo de sus ejes principales  $\mu_x$  y  $\mu_y$ , así como sus errores de forma tal que se mantuviera el área de la elipse de error de cada estrella. La distribución resultante se muestra en la Figura 50, donde se observa que el movimiento propio medio está en una dirección que se aparta sólo  $10^\circ$  de la dirección del antápex solar.

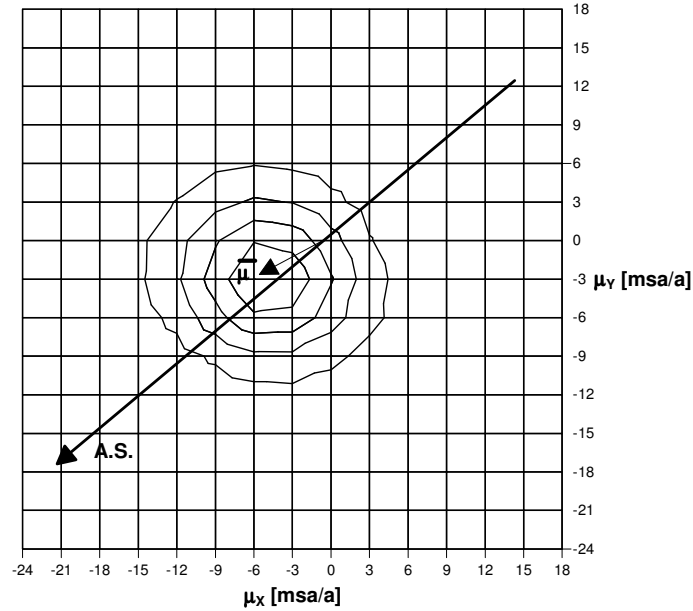


Figura 50. Curvas de nivel de la distribución suavizada de movimientos propios rotados  $30^\circ$  en sentido antihorario. Se muestra la dirección del antápex solar y el movimiento propio medio.

### 23.1. Método paramétrico convencional

Los primeros tratamientos estadísticos de movimientos propios para determinar la probabilidad de pertenencia a un cúmulo fueron planteados por Vasilevskis y Rach (1957) y Vasilevskis et al. (1958). El modelo matemático fundamental para la distribución de movimientos propios consiste en la suma de dos componentes, cúmulo y campo, representadas por sendas distribuciones gaussianas. Sanders (1971) desarrolló la técnica de ajuste basada en el principio de máxima verosimilitud.

El método de Vasilevskis-Sanders, conocido como el método convencional, posteriormente ha sido modificado mediante la introducción de mejoras al ajuste (van Altena & Jones 1970), inclusión de información espacial (De Graeve 1979) y la consideración de una distribución de movimientos propios convolucionados por su error (Girard et al. 1989, Dinescu et al. 1996).

Los métodos paramétricos funcionan bien sólo cuando, entre otras condiciones, hay dos grupos de movimientos propios -cúmulo y estrellas de campo- distribuidas de acuerdo a gaussianas bidimensionales. El apartamiento más común de esta suposición es la forma no gaussiana de la distribución de movimientos propios de las estrellas de campo, que resulta de la composición del movimiento peculiar del Sol y la rotación galáctica. Además, el enfoque tradicional puede dar resultados que no son confiables cuando a esto se le agrega una baja relación señal/ruido, como podría ocurrir en el presente caso ya que del análisis de la sobredensidad sólo pueden esperarse entre 20 y 30 miembros del cúmulo.

### 23.2. Método no-paramétrico

En el método no-paramétrico la función de distribución de movimientos propios se determina empíricamente. Básicamente, para una muestra de  $N$  puntos distribuidos en un espacio de mediciones bidimensional con coordenadas  $(a,b)$ , es posible tabular una función de frecuencias  $\Phi(a,b)$  evaluando la densidad local observada en cada nodo de una grilla de  $n_a \times n_b$  puntos extendida sobre una región de interés de ese espacio. Si esta grilla es suficientemente densa, la función de frecuencia empírica  $\{\Psi(a_i,b_j); i=1,\dots,n_a; j=1,\dots,n_b\}$  será equivalente a  $\Phi(a,b)$  para todos los fines prácticos. En el presente estudio el espacio de mediciones es el de los movimientos propios  $(\mu_x,\mu_y)$ .

En la versión del método empleada por Cabrera-Caño & Alfaro (1990), Galadí-Enriquez et al. (1998) y Balaguer-Núñez et al. (2004) se usa un kernel circular y gaussiano de desviación estándar  $h$  -denominada *longitud de suavizado*- para estimar la densidad local en torno a un dado punto  $(\mu_{x_i},\mu_{y_j})$ , es decir que se define

$$K(\mu_x,\mu_y,\mu_{x_i},\mu_{y_j}) = \frac{1}{2\pi h^2} \exp\left(-\frac{(\mu_x - \mu_{x_i})^2 + (\mu_y - \mu_{y_j})^2}{2h^2}\right)$$

y se calcula la función de frecuencias empírica en cada punto  $(\mu_{x_i},\mu_{y_j})$  de la grilla como

$$\Psi(\mu_{x_i},\mu_{y_j}) = \sum_{k=1}^N K(\mu_{x_k},\mu_{y_k},\mu_{x_i},\mu_{y_j})$$

donde  $(\mu_{x_k},\mu_{y_k})$  es el movimiento propio de la  $k$ -ésima estrella, y  $N$  el número de estrellas contenidas en la muestra. Finalmente se transforma esta función de frecuencias en una función de densidad de probabilidad empírica (FDPE) normalizando a volumen unitario.

La FDPE de las estrellas de fondo  $\Psi^F(\mu_{x_i},\mu_{y_j})$  se construye a partir de una región del espacio físico donde se espera que la contribución por estrellas miembros del cúmulo sea despreciable. Luego, a partir de la región donde se espera una contribución significativa de estrellas del cúmulo se determina una FDPE compuesta  $\Psi^{F+C}(\mu_{x_i},\mu_{y_j})$ , y se calcula la FDPE de los movimientos propios del cúmulo como la diferencia

$$\Psi^C(\mu_{x_i},\mu_{y_j}) = \Psi^{F+C}(\mu_{x_i},\mu_{y_j}) - \Psi^F(\mu_{x_i},\mu_{y_j})$$

En la presente aplicación del método se introdujo una pequeña variación consistente en emplear los errores de medición de los movimientos propios medidos como longitud de suavizado en lugar de un kernel con un ancho fijo igual para todas las estrellas. De esta forma, las distribuciones observadas de movimientos propios que se determinan resultan de la convolución de los movimientos propios medidos por gaussianas elípticas del tamaño de los errores de medición, de manera similar a lo planteado por Girard et al. (1989) y Dinescu et al. (1996) para las sumas marginales en el método paramétrico tradicional.

Para la construcción de la FDPE del cúmulo más el campo  $\Psi^{F+C}(\mu_{x_i},\mu_{y_j})$  se seleccionó un círculo en torno a la posición del centro del cúmulo, en tanto que para calcular la FDPE de las estrellas de fondo  $\Psi^F(\mu_{x_i},\mu_{y_j})$  se tomó un anillo centrado en la misma posición. Para decidir los radios del círculo y del anillo se hicieron varias pruebas con valores desde 10' hasta 25' para el primero y desde 20' hasta 45' para el

radio exterior del segundo, obteniéndose una buena relación señal/ruido en la diferencia de ambas funciones con un círculo de 10' de radio y un anillo de hasta 30' de radio exterior. Para todo lo que sigue se empleó el anillo con radio interior de 10' y exterior de 25'. En todos los casos las FDPE se calcularon sólo para una grilla de movimientos propios entre -20 y +15 msa/a en ambas componentes, con un espaciado de 0.5 msa/a entre nodos consecutivos, que es una medida muy inferior a los errores de medición y por lo tanto menor que las longitudes de suavizado.

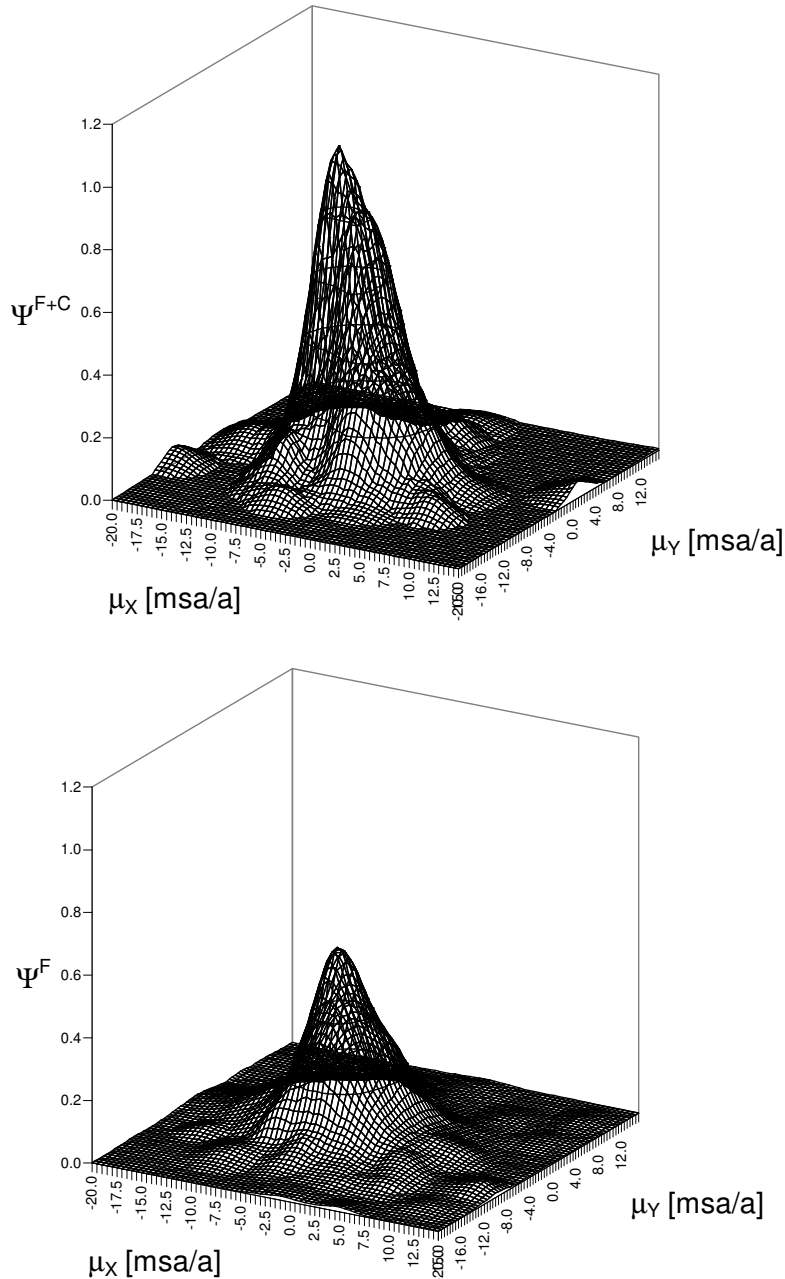


Figura 51. Funciones de densidad de probabilidad empíricas. Arriba: muestra compuesta por cúmulo y estrellas de campo dentro de un círculo de 10'. Abajo: estrellas de campo en un anillo de radio interior 10' y exterior 25'.

En la Figura 51 se muestran gráficamente las FDPE encontradas dentro del círculo que contiene al cúmulo y en el anillo que lo rodea. Puede notarse que la primera

tiene un máximo más prominente y agudo que la segunda, lo que podría deberse a una concentración mayor de movimientos propios debido a la presencia del cúmulo.

La FDPE del cúmulo, calculada como la diferencia de las dos anteriores, se muestra gráficamente en la Figura 52. Debido a que la distribución de los movimientos propios de las estrellas en el anillo no reproduce exactamente la distribución de las estrellas de fondo en el círculo central, además del ruido propio de toda señal, se encuentran valores negativos de  $\Psi^C$  que no tienen ningún significado como probabilidad.

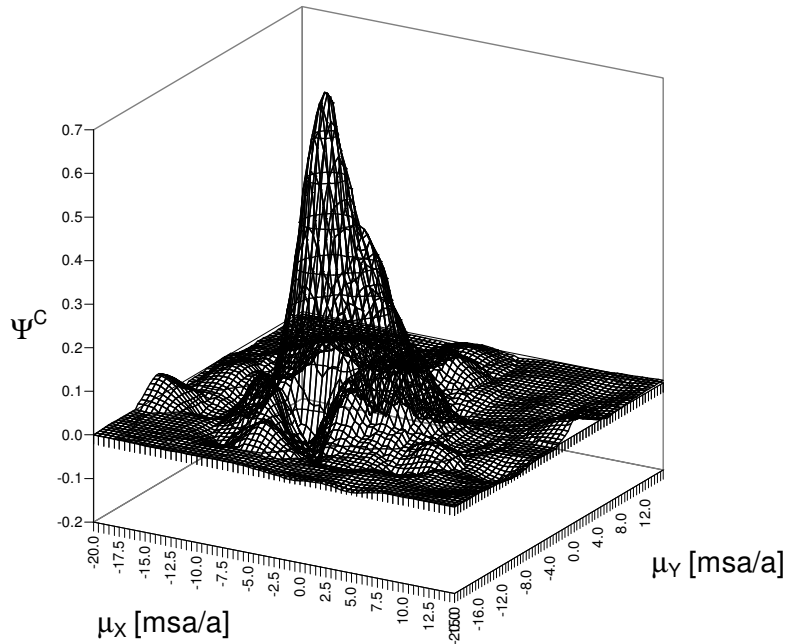


Figura 52. Función de densidad de probabilidad empírica de los movimientos propios del cúmulo.

Para evitar los efectos de la perspectiva en el gráfico tridimensional y así apreciar mejor los máximos y mínimos, se muestran en la Figura 53 las proyecciones de la distribución sobre los planos  $(\mu_x, \Psi)$  y  $(\mu_y, \Psi)$ .

Se puede ver que casi todo el ruido se encuentra contenido entre los valores de  $\Psi$   $-0.1$  y  $+0.2$ . Por encima de esa franja se advierte claramente un máximo llegando a  $0.7$ , que es lo que se espera debido a la presencia de un cúmulo.

En el enfoque no-paramétrico, la probabilidad de pertenencia al cúmulo de una estrella que tiene su movimiento propio en un nodo de la grilla  $(\mu_{x_i}, \mu_{y_j})$  viene dada por:

$$P^C(\mu_{x_i}, \mu_{y_j}) = \frac{\Psi^C(\mu_{x_i}, \mu_{y_j})}{\Psi^{F+C}(\mu_{x_i}, \mu_{y_j})} = \frac{\Psi^{F+C}(\mu_{x_i}, \mu_{y_j}) - \Psi^F(\mu_{x_i}, \mu_{y_j})}{\Psi^{F+C}(\mu_{x_i}, \mu_{y_j})}$$

Para el cálculo de estas probabilidades se asignó a cada estrella el nodo de la grilla con movimiento propio más cercano al de la misma, llevándose a cabo sólo en las celdas con  $\Psi^C > 0.2$ . Fuera de esa zona se asignó  $P^C = 0$ .

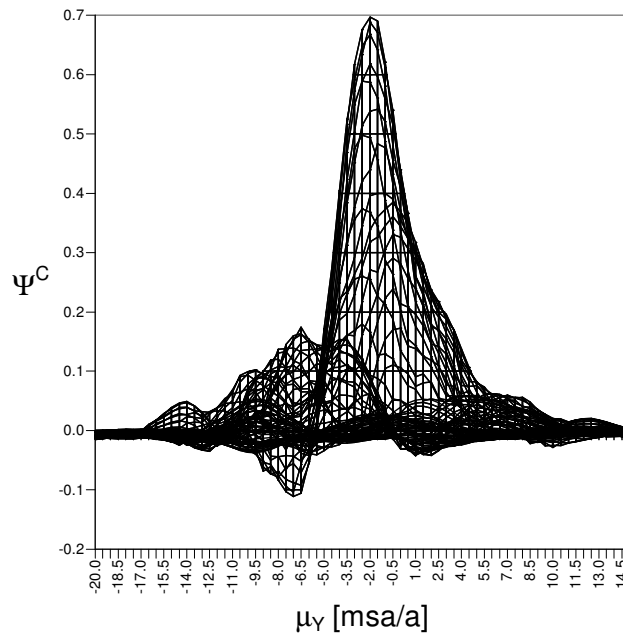
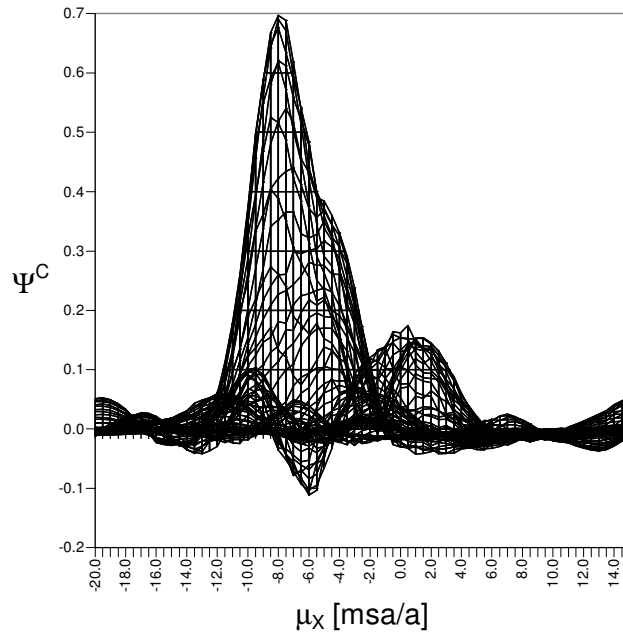


Figura 53. Proyecciones de la FDPE de los movimientos propios del cúmulo. Arriba: plano  $(\mu_x, \Psi)$ . Abajo: plano  $(\mu_\gamma, \Psi)$ .

En la zona de movimientos propios con  $\Psi^C > 0.2$ , es decir la región del máximo de la distribución, se hallaron 429 estrellas con  $P^C > 50\%$ . Se calculó la densidad estelar media en anillos de  $5'$  de espesor centrados en la posición del cúmulo, lo que muestra una concentración con densidad de 413 estrellas/grado<sup>2</sup> en el centro, muy por encima de la densidad media de 100 estrellas/grado<sup>2</sup> (Figura 54).



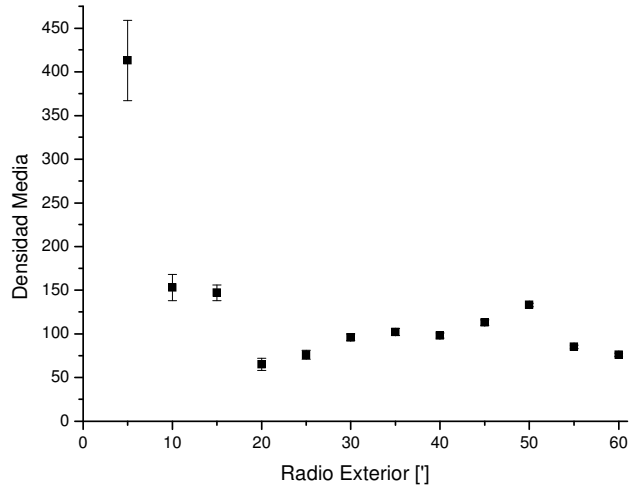


Figura 54. Cantidad de estrellas por grado cuadrado con  $\Psi^C > 0.2$  y  $P^C > 50\%$  en anillos concéntricos con la posición del cúmulo. Las barras de error representan  $\pm 1$  en el conteo de estrellas en el anillo.

De las 429 estrellas en el máximo de la distribución de movimientos propios con  $P^C > 50\%$ , sólo 19 se ubican dentro de un círculo de  $10'$  de radio alrededor del centro del cúmulo. Este número se eleva a 35 si se considera un radio de  $15'$ . En la Figura 55 se muestra la distribución de estas estrellas, señalándose también las regiones de la placa empleadas para la estimación  $\Psi^{F+C}(\mu_{x_i}, \mu_{y_j})$  y  $\Psi^F(\mu_{x_i}, \mu_{y_j})$ .

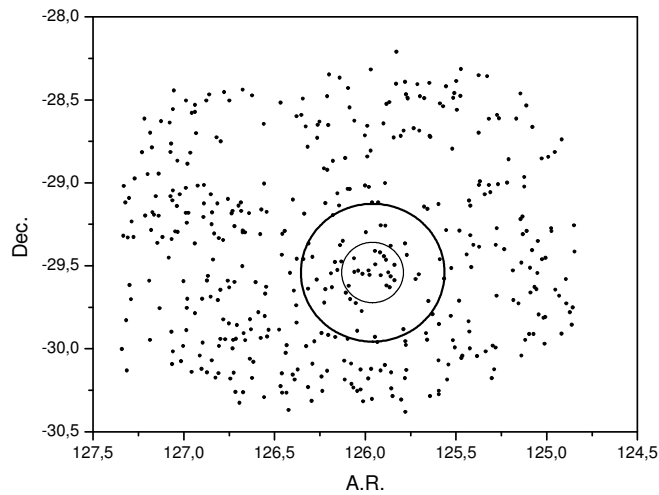


Figura 55. Ubicación en el campo de las 429 estrellas con movimientos propios en la región del máximo principal con  $\Psi^C > 0.2$  y  $P^C > 50\%$ . Se indican también el círculo empleado para la estimación del cúmulo y el anillo para el fondo.

### 23.3. Estabilidad de los resultados

La estabilidad de los resultados obtenidos en cuanto a estrellas miembros del cúmulo y su movimiento propio medio se analizó con una técnica de simulaciones Monte Carlo. Esto consiste en aplicar el mismo procedimiento sobre conjuntos de datos sintéticos contruidos a partir de variaciones en las mediciones reales, y analizar las variaciones en los resultados.

Para ello se generaron sintéticamente los movimientos propios de las estrellas, aplicando sobre los valores medidos pequeñas variaciones aleatorias de distribución gaussiana con media nula y dispersión igual a los errores de medición, es decir que para la  $i$ -ésima estrella:

$$\mu'_{X_i} = \mu_{X_i} + \varepsilon_X \sigma_{\mu_{X_i}} \qquad \mu'_{Y_i} = \mu_{Y_i} + \varepsilon_Y \sigma_{\mu_{Y_i}}$$

donde los  $\varepsilon$  son números aleatorios de distribución normal centrada en cero con dispersión unitaria.

A partir de cinco conjuntos diferentes de números aleatorios se obtuvieron cinco catálogos sintéticos de movimientos propios sobre los cuales se aplicó el método no-paramétrico para la determinación de pertenencia al cúmulo.

Las FDPE que se encuentran tienen máximos con relaciones señal/ruido similares a los datos medidos y están ubicadas en regiones similares del espacio de movimientos propios, con lo cual el movimiento propio medio del cúmulo es similar (Figura 56), pero resultan conjuntos ligeramente diferentes de estrellas probables miembros.

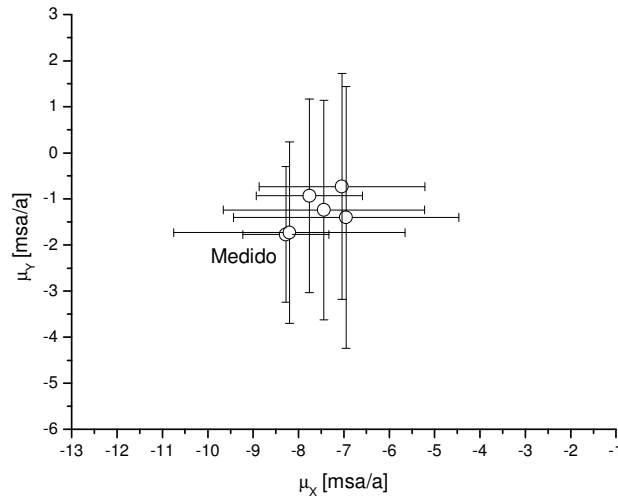


Figura 56. Valor medio y dispersión de los movimientos propios de las estrellas miembros del cúmulo, medidos y en cinco simulaciones Monte Carlo.

Como se puede ver en la Figura 57, las 19 estrellas que resultaron probables miembros del cúmulo  $-P^C > 50\%$  con los movimientos propios medidos también lo son en al menos tres de las simulaciones, lo que refuerza la estabilidad de los resultados obtenidos. Pero también hay un número pequeño  $-4$  estrellas que resultaron probables miembros en al menos tres simulaciones, aunque con las mediciones sus probabilidades de pertenencia al cúmulo resultan entre 48% y 50%. También estas cuatro estrellas deberían considerarse como probables miembros del cúmulo.

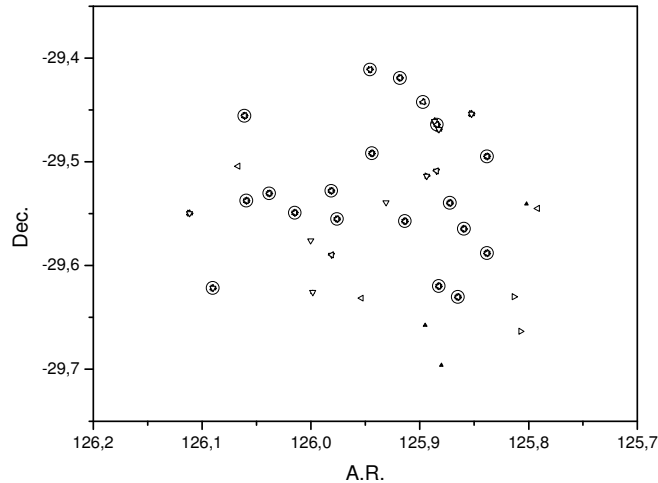


Figura 57. Estrellas en un círculo de 15' de radio alrededor del centro del cúmulo. Círculos grandes: probables miembros según los movimientos propios medidos. Triángulos pequeños: probables miembros según simulaciones Monte Carlo.

A fin de considerar de una manera cuantitativa el efecto de los errores de medición en las probabilidades de pertenencia, se calculó una probabilidad media con su dispersión a partir de los resultados de la medición real y las cinco sintéticas. De esta manera resultaron 23 estrellas con probabilidad media mayor que el 50%, encontrándose dispersiones que en general son menores o del orden del 5%. Esta información se detalla en la **¡Error! No se encuentra el origen de la referencia.**

Tabla 23.4. Detalle de todas las estrellas con  $P > 50\%$ , ya sea con los datos medidos o con datos sintéticos (S1 a S5). Las dos últimas columnas muestran la probabilidad de pertenencia media y su dispersión.

| N    | Posición ICRS (1917.13) |              | Movimiento Propio |                |                         |                         |    | Probabilidad de pertenencia a NGC 2587 |     |     |     |     |     |     |            |
|------|-------------------------|--------------|-------------------|----------------|-------------------------|-------------------------|----|--|-----|-----|-----|-----|-----|-----|------------|
|      | $\alpha$                | $\delta$     | $\mu_{\alpha}$    | $\mu_{\delta}$ | $\sigma_{\mu_{\alpha}}$ | $\sigma_{\mu_{\delta}}$ | np | Datos                                  | S1  | S2  | S3  | S4  | S5  | <P> | $\sigma_P$ |
| 98   | 125,8383015             | -29,49498795 | -8,4              | -2,3           | 1,3                     | 1,5                     | 3  | 72%                                    | 69% | 69% | 67% | 66% | 74% | 70% | 3%         |
| 1057 | 126,0148727             | -29,54916542 | -8,7              | -1,7           | 1,4                     | 1,7                     | 3  | 72%                                    | 68% | 68% | 67% | 68% | 62% | 68% | 3%         |
| 1063 | 126,038351              | -29,53054542 | -8,7              | -1,6           | 1,8                     | 1,9                     | 3  | 72%                                    | 67% | 69% | 68% | 67% | 59% | 67% | 4%         |
| 68   | 125,8823911             | -29,61996155 | -8,1              | -1,8           | 1,3                     | 1,3                     | 3  | 71%                                    | 68% | 67% | 68% | 66% | 63% | 67% | 3%         |
| 1048 | 126,0902792             | -29,62173404 | -8,7              | -0,8           | 4,1                     | 4,2                     | 2  | 70%                                    | 64% | 63% | 65% | 66% |     | 66% | 3%         |
| 83   | 125,9810895             | -29,52795283 | -8,8              | -3,4           | 1,5                     | 1,1                     | 3  | 69%                                    | 65% | 64% | 59% | 62% | 74% | 66% | 5%         |
| 1078 | 126,0611271             | -29,45560985 | -7,9              | -0,9           | 1,8                     | 2,1                     | 3  | 69%                                    | 61% | 66% | 60% | 65% | 75% | 66% | 5%         |
| 129  | 125,8722541             | -29,53959447 | -9,6              | -3,3           | 1,4                     | 1,6                     | 3  | 68%                                    | 62% | 63% | 62% | 63% | 66% | 64% | 3%         |
| 152  | 125,8381869             | -29,58799761 | -7,7              | -1,5           | 1,2                     | 1,2                     | 3  | 67%                                    | 67% | 67% | 62% | 61% | 72% | 66% | 4%         |
| 104  | 125,8843513             | -29,46417081 | -7,9              | -0,3           | 1,6                     | 2,2                     | 3  | 65%                                    | 56% | 62% | 58% | 63% | 73% | 63% | 6%         |
| 99   | 125,9439092             | -29,49175686 | -8,4              | -0,2           | 1,4                     | 1,7                     | 3  | 63%                                    | 58% | 64% | 64% | 61% | 72% | 64% | 5%         |
| 2091 | 125,9457714             | -29,41120898 | -10,6             | -3,5           | 1,5                     | 1,9                     | 3  | 63%                                    |     |     | 62% | 60% | 64% | 62% | 2%         |
| 77   | 125,9136166             | -29,55732564 | -7,1              | -2,7           | 1,6                     | 1,1                     | 3  | 61%                                    | 50% | 54% | 54% | 52% | 68% | 57% | 7%         |
| 261  | 125,8595218             | -29,56459747 | -8,6              | 0,3            | 2,1                     | 2,3                     | 3  | 61%                                    | 58% | 67% | 51% | 62% | 73% | 62% | 8%         |
| 63   | 125,8650524             | -29,63035723 | -8,3              | 0,6            | 1,6                     | 1,8                     | 3  | 61%                                    | 56% | 57% | 61% | 59% | 73% | 61% | 6%         |
| 2089 | 125,9183048             | -29,419313   | -7,1              | -0,3           | 1,8                     | 2,1                     | 3  | 60%                                    | 57% | 57% | 53% | 56% | 54% | 56% | 3%         |
| 78   | 125,9761132             | -29,55525075 | -7,7              | -3,4           | 2,0                     | 2,0                     | 3  | 60%                                    | 56% | 57% | 60% | 60% | 74% | 61% | 7%         |
| 1062 | 126,059321              | -29,53743103 | -8,8              | -4,6           | 1,5                     | 2,0                     | 3  | 57%                                    | 57% | 53% | 53% | 57% | 54% | 55% | 2%         |
| 113  | 125,8971326             | -29,44238677 | -6,3              | -2,3           | 1,7                     | 2,0                     | 3  | 55%                                    | 53% | 55% | 41% | 32% | 70% | 51% | 13%        |
| 93   | 125,8845834             | -29,50868522 | -5,2              | 0,8            | 2,1                     | 1,9                     | 3  | 50%                                    | 51% | 45% | 50% | 51% | 74% | 53% | 10%        |
| 135  | 125,8524188             | -29,45372954 | -7,2              | 1,5            | 1,7                     | 2,2                     | 3  | 48%                                    | 52% | 55% | 51% | 53% |     | 52% | 2%         |
| 1095 | 126,1117841             | -29,54960701 | -6,1              | 1,6            | 2,4                     | 2,6                     | 3  | 49%                                    | 52% | 53% | 51% | 53% |     | 52% | 1%         |
| 87   | 125,8937787             | -29,51353041 | -4,9              | 1,7            | 2,2                     | 2,3                     | 3  | 49%                                    | 51% | 48% | 50% | 54% |     | 50% | 2%         |

A partir de las posiciones y los movimientos propios de las estrellas ubicadas dentro del círculo de 10' cuya probabilidad de pertenencia a NGC 2587 resultaron mayores que el 50% se calculó una posición media del cúmulo  $-\alpha_c$ ,  $\delta_c$  y un movimiento propio medio con su dispersión, parámetros que son determinados por primera vez para este objeto (Tabla 23.5).

Tabla 23.5. Parámetros medios de NGC 2587 calculados con  $N_e$  estrellas con  $P_C > 50\%$  contenidas en un círculo de 10' de radio. Los movimientos propios medios y sus dispersiones  $\Sigma_{\mu}$  están dados en milisegundos de arco por año.

| $N_e$ | $\alpha_c$ | $\delta_c$ | $\mu_\alpha$ | $\mu_\delta$ | $\Sigma_{\mu\alpha}$ | $\Sigma_{\mu\delta}$ |
|-------|------------|------------|--------------|--------------|----------------------|----------------------|
| 19    | 8h 23.76m  | -29° 32.3' | -8.3         | -1.8         | 1.0                  | 1.5                  |
| 23    | 8h 23.76m  | -29° 31.4' | -7.9         | 1.2          | 1.3                  | 1.8                  |

La Figura 58 muestra una porción de la placa CdC 6448 empleada en este trabajo. La misma está centrada en la posición del cúmulo obtenida a partir de la sobredensidad, y se indican las estrellas cuya probabilidad de pertenencia al cúmulo es mayor que el 50%.

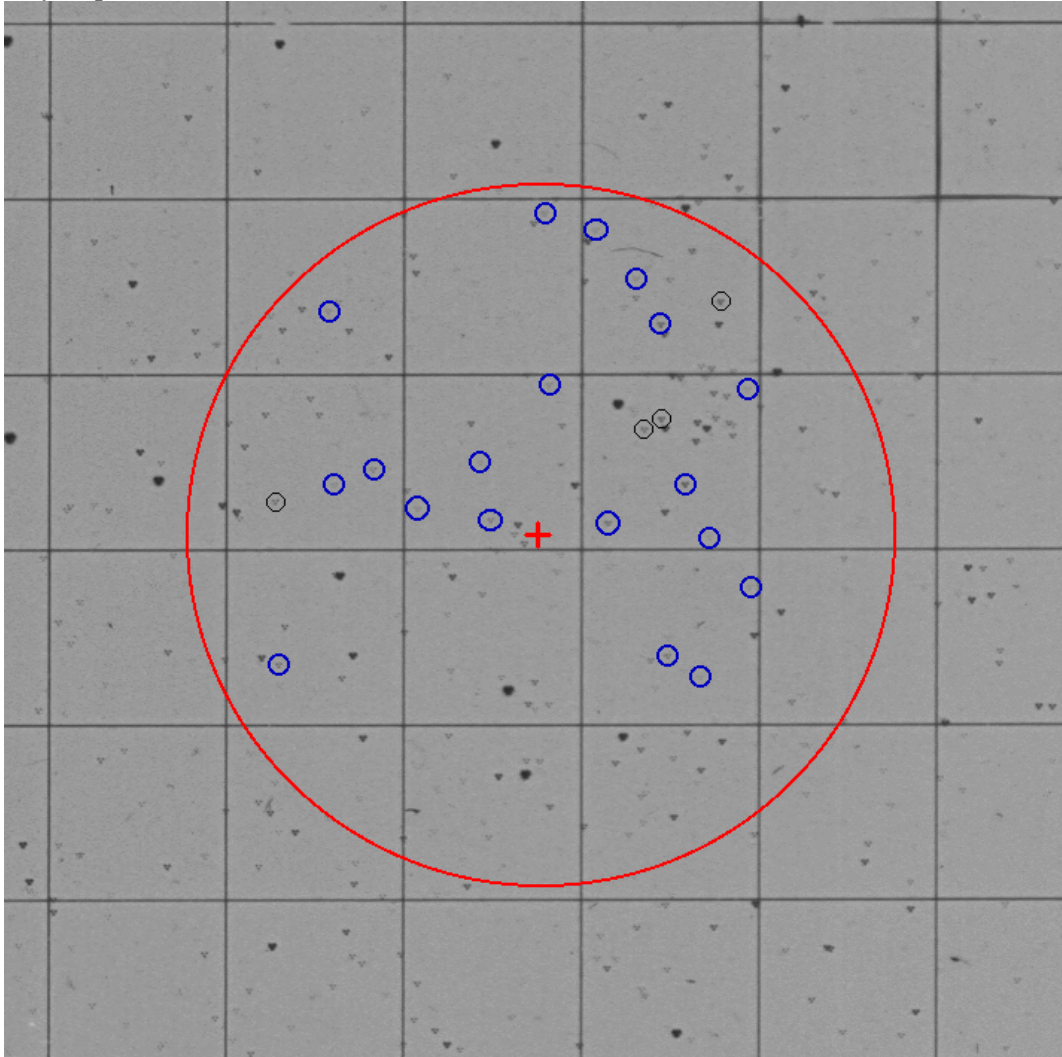


Figura 58. Región de 30' de lado de la placa CdC 6448 en torno a la posición de NGC 2587. Se indica con una cruz la posición adoptada para el centro del cúmulo y los probables miembros de acuerdo a los movimientos propios dentro de un círculo de 10' de radio.

### 24. Medición de placa CdC con MAMA

A partir de la digitalización con la MAMA, con un pixel de sólo  $10\mu\text{m}$  de lado y su probada estabilidad y repetitividad al nivel de  $0,2\mu\text{m}$ , es posible obtener posiciones con la máxima precisión alcanzable con estas placas fotográficas, prácticamente libres de errores instrumentales del sistema de medición, y por lo tanto muy útiles a los fines de comparación y calibración del método de medición basado en CCD que se propone.

De todos los algoritmos empleados para la detección de las imágenes estelares, el provisto por SExtractor resultó el más eficiente, siendo además capaz de separar las tres exposiciones que presenta cada estrella. Un software de desarrollo propio permitió depurar de detecciones espurias el catálogo de objetos provisto por SExtractor, reteniéndose sólo aquellas que están dispuestas aproximadamente en forma de triángulo equilátero, las que fueron promediadas en una única posición para cada objeto celeste. Esta forma de detección presenta el inconveniente de perder aquellos objetos que no presentan las tres exposiciones claramente separadas y libres de contaminación por otras regiones de alta densidad fotográfica superpuestas, como pueden ser otras estrellas, rayaduras, defectos de la emulsión o las mismas líneas del retículo sobrepuesto en estas placas. Como consecuencia el catálogo producido logra una completitud máxima del 85% para estrellas de magnitud aparente B alrededor de 13.

Al evaluarse la forma de las imágenes estelares detectadas se advirtió una clara tendencia de las mismas a ser más elípticas hacia los bordes de la placa siguiendo un patrón aproximadamente radial, lo que se debe a aberraciones en la óptica del telescopio astrográfico. En tanto que a partir de las dispersiones en las diferencias de coordenadas entre pares de componentes de las exposiciones triples se evaluó el error de centrado de las imágenes, analizándose su comportamiento a distintas distancias del centro de la placa. Los resultados mostraron que el centrado de las estrellas puede hacerse con una precisión de  $0.24\text{px}$  en X y  $0.29\text{px}$  en Y, esto es  $0.14''$  y  $0.17''$  respectivamente, dentro de los  $50'$  del centro de la placa, duplicándose los errores hacia las esquinas.

#### 24.1. Reducción Astrométrica

Para la reducción astrométrica tendiente a encontrar las coordenadas  $\alpha, \delta$  de las estrellas medidas en el sistema de referencia celeste internacional (ICRS) se ensayaron un modelo cuadrático y uno cúbico, sin términos dependientes de la magnitud ni el color, empleando como estrellas de referencia 144 estrellas del catálogo Tycho-2 con errores en los movimientos propios inferiores a  $3\text{mas/año}$  y diferencias Placa–Tycho-2 menores que  $0.3''$ . Con ambos modelos el error interno de la reducción fue del orden de  $0.10''$ , mientras que en la comparación con Tycho-2 se advirtió que con los dos modelos se obtienen estimaciones muy similares para los errores en las posiciones obtenidas a partir de la placa CdC –entre  $0.10''$  y  $0.25''$ – aunque ligeramente menores en la reducción con el modelo cúbico. Sin embargo se prefiere la reducción con el modelo cuadrático ya que la diferencia es muy pequeña, además de ser el modelo más simple y con menos parámetros libres.

No se advirtió una tendencia clara en las dispersiones de las diferencias Placa–Tycho-2 ni en los errores estimados para las posiciones a crecer hacia los bordes de la placa, como sí se observaba en los errores de centrado de las imágenes. Esto indica que

en esta medición la precisión no está limitada por el error de centrado sino por el error en las posiciones de referencia, que es una característica que no depende de la posición en la placa, o que el error en las posiciones de comparación es mayor que el efecto del error de centrado.

Los valores medios en las diferencias Placa–Tycho-2 para distintos rangos de magnitud aparente  $B_{\text{Tycho}}$  presentan alguna tendencia decreciente en ambas coordenadas, que son claramente positivas en el primer intervalo de magnitud, cero en el segundo, y del orden de  $-0.1''$  en los siguientes (Figura 18). Esto sugiere la posible existencia de algún término dependiente de la magnitud no incluido en la reducción, que podría deberse a la presencia de coma, si bien es mucho menor que las dispersiones encontradas. Cabe aclarar que en las placas hay estrellas hasta dos magnitudes más débiles que en Tycho-2, las cuales quedan fuera de esta comparación. Debido a este rango de magnitudes más amplio en la placa que en el catálogo de referencia, la inclusión de un término dependiente de la magnitud en la reducción implicaría una extrapolación para las estrellas más débiles que no estaría debidamente justificada, por lo que no se modificó el modelo de placa ajustado.

## 25. Método de digitalización de placas con CCD

A fin de hacer un buen aprovechamiento de la información contenida en las placas fotográficas es necesario contar con una metodología de digitalización y medición propia, ya que no sería practicable desplazar un gran número de placas –cientos o miles– hasta la ubicación de la MAMA o algún otro instrumento de características similares, por el gran volumen y el riesgo que significa para un material tan frágil. Por este motivo se propuso la medición empleando imágenes digitales de las placas fotográficas generadas con la cámara CCD de grado científico de la Estación Astrofísica de Bosque Alegre.

La utilidad astrométrica que se desea dar a los datos impone la utilización de una frecuencia de muestreo de las imágenes suficientemente alta para poder determinar los centroides con precisión del orden de la décima de segundo de arco, es decir entre  $2\mu\text{m}$  y  $3\mu\text{m}$  para placas tomadas con el telescopio astrográfico, concluyéndose que cada imagen CCD debe cubrir un área de no más de 30mm de lado en la placa, por lo que la medición de una placa completa requirió de un mosaico de imágenes. Como alternativa al posicionado preciso de los frames CCD sobre la placa, se planteó la utilización de la técnica de ajuste en bloque para obtener las posiciones en todo el campo cubierto por la placa a partir de las posiciones medidas sobre frames tomados con superposición parcial.

De simulaciones numéricas previas del proceso de medición se concluyó que para obtener posiciones de calidad suficiente para determinar movimientos propios a partir de las placas del Catálogo Astrográfico y de la Carte du Ciel, lo más importante es asegurar un sistema óptico suficientemente corregido de aberraciones, entendiendo como tal a aquel que a 15mm del eje óptico, es decir sobre las esquinas del CCD, produzca distorsiones menores que el tamaño de un pixel. En esta situación el error de centrado de las imágenes estelares determina la precisión en las posiciones finales. Puesto que generalmente  $\sigma_{x,y} < 0.1\text{pixel}$ , se puede esperar  $\sigma < 0.25\text{px} = 0.3''$ , que con un arco de tiempo de 80 años permitiría detectar movimientos propios superiores a los  $0.4''/\text{siglo} = 4\text{msa/año}$  (milisegundos de arco por año). También se encontró una correlación aproximadamente lineal, aunque con factor de proporcionalidad algo

inferior a la unidad, entre la precisión alcanzable y el error de las posiciones de referencia, lo que puede significar una limitación para la medición de placas antiguas.

## 26. Medición de la placa CdC 6448

Para la digitalización de la placa CdC 6448 la distancia cámara-placa se eligió de forma que cada frame cubriera un área cuadrada de aproximadamente 30mm de lado. Se constató que con este muestreo las imágenes triples están bien resueltas y que hay suficientes estrellas de enlace entre frames adyacentes. Para medir la totalidad de la placa de  $2^\circ \times 2^\circ$  se tomó un mosaico de  $8 \times 8$  frames tomados con superposición del 50% en ambas coordenadas.

La detección de las imágenes estelares sobre los frames CCD se llevó a cabo empleando SExtractor y el software propio para la identificación de tripletes y la eliminación de detecciones espurias que se había desarrollado para la medición con la MAMA, adaptando las dimensiones de los tripletes de acuerdo a la nueva escala de digitalización.

Se evaluó el error de centrado de las imágenes a partir de las dispersiones en las diferencias de coordenadas entre pares de componentes de 1553 exposiciones triples detectadas en 10 imágenes del centro de la placa. Estas dispersiones permitieron estimar que el error de centrado de los tripletes es de aproximadamente 0.09 pixeles. Considerando la escala de placa y el tamaño del pixel de digitalización aproximadamente igual a  $30\mu\text{m}$ , esto representa  $0.17''$  en el cielo, muy similar al encontrado para la digitalización con MAMA.

La comparación con la medición MAMA mostró diferencias sistemáticas siguiendo un patrón claramente radial que se debe al sistema óptico empleado en la digitalización con CCD. La corrección de cada coordenada rectangular en el catálogo CCD se calculó como una media pesada local de las diferencias con la MAMA. Esta corrección se aplicó sobre las coordenadas rectangulares medidas sobre las imágenes CCD de todos los tripletes encontrados, con lo cual se eliminó exitosamente el patrón sistemático. Además las dispersiones en las diferencias CCD-MAMA se redujeron a  $0.08\text{px}=0.14''$  en X y  $0.10\text{px}=0.16''$  en Y, donde están considerados los errores aleatorios en las posiciones basadas tanto en el CCD como en la MAMA. La medición de posiciones de primera época con un error de  $0.15''$  es muy promisorio para la aplicación del método y el equipamiento utilizado en la medición astrométrica de placas Carte du Ciel, ya que pone una cota inferior para el error en los movimientos propios de sólo  $2\text{msa/año}$ .

Se encontró que dentro de un círculo de  $1^\circ$  de radio en torno al centro de la placa, la completitud llega a su máximo para estrellas con magnitud aparente B –dada en USNO-A2– alrededor de 13.5, alcanzando el 77% en el catálogo CCD. La pérdida de algunas estrellas puede deberse a la fusión de las tres exposiciones en el extremo brillante, a la baja relación señal/ruido en el extremo débil, y a líneas del retículo, rayaduras y contaminación por detecciones espurias en todo el rango de magnitudes. La mayor completitud en el catálogo MAMA puede deberse a la mayor frecuencia de muestreo que permite una mejor separación de las imágenes próximas. Más allá de la magnitud de máxima completitud la fracción de estrellas USNO-A2 detectadas en la placa decrece, llegando a cero para estrellas con magnitud aparente B mayor que 15.5.

## 26.1. Reducción Astrométrica

Dadas  $N$  placas tomadas con superposición parcial, la técnica de ajuste en bloque, desarrollada para astrometría fotográfica, reduce todas las placas simultáneamente, imponiendo sobre la solución de cada placa no sólo la condición de mejor ajuste con el catálogo de referencia, sino también la de mejor ajuste con las placas vecinas (Stock 1981). La reducción astrométrica de la placa del presente trabajo se llevó a cabo haciendo uso del procedimiento de ajuste en bloque, reemplazando el mosaico de  $N$  placas superpuestas por un mosaico de  $N$  frames CCD superpuestos, tomados de una misma placa.

Para los ajustes finales se emplearon 268 estrellas Tycho-2 de referencia en toda la placa, encontrándose dispersiones entre  $6 \times 10^{-7}$  y  $9 \times 10^{-7}$ , lo que corresponde a un rango desde  $0.12''$  hasta  $0.20''$ .

A causa de la escasez de posiciones precisas para la época de la placa, se estimó la precisión a partir de la comparación con Tycho-2, a pesar de haber sido el catálogo de referencia. Se advierte que para las dispersiones en las diferencias Placa-Tycho-2 se encuentran valores similares a los obtenidos en la medición MAMA, por lo cual también los errores estimados resultan similares, entre  $0.10''$  y  $0.25''$ .

Se advirtió que, al igual que en la medición con la MAMA, no hay en las dispersiones de las diferencias Placa-Tycho-2 ni en los errores estimados para las posiciones una tendencia a crecer hacia los bordes de la placa. En consecuencia la precisión en la medición basada en CCD también está limitada por el error en las posiciones de referencia o algún otro factor distinto del error de centrado de las imágenes que sí aumenta hacia los bordes. No se encontraron diferencias sistemáticas en función de la magnitud ni el color.

## 27. Determinación de posiciones y movimientos propios

Para el caso particular de las placas Carte du Ciel de Córdoba, tomadas entre 1913 y 1926, con una frecuencia de muestreo relativamente baja pero suficiente - aproximadamente  $30 \mu\text{m}/\text{pixel}$ - y un algoritmo de identificación y centrado sencillo como el empleado por SExtractor, se han podido determinar los centroides de las imágenes estelares con errores del orden de  $0.09\text{px} \approx 0.17''$ . Empleando la técnica de ajuste en bloque con Tycho-2 como catálogo de referencia se obtuvieron las coordenadas celestes para la época de la placa de más de 4000 estrellas con precisión del orden de  $0.20''$ . Mediante la combinación de estas posiciones antiguas con catálogos modernos, UCAC-2 y USNO-B1, se determinaron movimientos propios con precisiones del orden de  $2\text{msa/a}$ .

### 27.1. NGC 2587

En este primer estudio de NGC 2587, basado exclusivamente en datos astrométricos, se empleó en primer lugar la información espacial a fin de confirmar la existencia de una sobredensidad en el conteo estelar proyectado sobre el cielo, como primer indicador de la posible presencia de un cúmulo, y determinar un centro y dimensiones para la misma. Este primer análisis estadístico reveló la presencia de una sobredensidad pequeña en una posición coincidente con la publicada para el cúmulo, que en principio involucraría a sólo una veintena de estrellas.



El análisis estadístico no-paramétrico de la distribución de movimientos propios junto a la aplicación de una técnica de simulaciones Monte Carlo para considerar el efecto de los errores de medición, permitió encontrar las estrellas probables miembros del cúmulo. Dichas estrellas constituyen un agrupamiento de 23 miembros dentro de un radio de 10' con probabilidad de pertenencia al cúmulo mayor que el 50%. La posición media de estas estrellas reproduce las coordenadas del centro del cúmulo obtenidas por medio de las sobredensidades con diferencias inferiores a los 3'. A partir de estos probables miembros se determinó por primera vez el movimiento propio medio de NGC 2587 y su dispersión.

## **28. Automatización del proceso y perspectivas**

El presente trabajo ha mostrado que es posible obtener mediciones de placas fotográficas con utilidad astrométrica, haciendo uso de una cámara CCD de grado científico como elemento digitalizador y la técnica de ajuste en bloque para la reducción. Dicha técnica requiere no sólo de la identificación de las estrellas de referencia, sino también de la identificación cruzada entre frames CCD vecinos de pares de imágenes correspondientes a una misma estrella. Esta identificación cruzada en un mosaico de 64 frames como el empleado aquí, es una tarea tediosa, que insume mucho tiempo, y que no está exenta de errores si es llevada a cabo en forma manual.

Visto que con la medición astrométrica de la placa CdC 6448 efectuada con CCD se obtuvieron precisiones de mismo orden que en la medición con la MAMA, se construyó un microdensitómetro basado en CCD, totalmente comandado por computadoras, tanto en su aspecto mecánico como en la generación de las imágenes digitales. Para ello se usó el cuerpo de un antiguo microdensitómetro unidimensional Hilger-Watts (Figura 59), reemplazándose el sistema de movimiento original por dos motores paso-a-paso, y el sistema de detección basado en fotomultiplicadoras por una montura para la cámara CCD y un sistema de iluminación adecuado (Calderón y Bustos Fierro, 2006)

El montaje de la cámara CCD en un microdensitómetro con movimientos en dos ejes por medio de motores controlados por computadora, permitirá una precisión en el desplazamiento de la placa entre frames del orden de algunas micras. Esta precisión no es suficiente para posicionar objetos celestes en programas de Astrometría, pero sí lo es para emplear estos desplazamientos en un programa de identificación automática de las estrellas de enlace entre frames contiguos, y de esta manera agilizar el proceso de medición mediante ajuste en bloque, haciendo posible su utilización sobre un gran número de placas. De esta manera podrán obtenerse posiciones de primera época para la determinación de movimientos propios en programas de mayor envergadura que el estudio de un solo objeto.

## **29. Conclusión**

En este trabajo se estableció, se evaluó y se aplicó una metodología para la medición de placas fotográficas antiguas y la determinación de movimientos propios afectados por errores pequeños, del mismo orden que en los más modernos catálogos astrométricos, lo que permitió incrementar de manera extraordinaria –más de diez veces– el número de estrellas con movimientos propios de precisión en un campo de interés.

Con la información astrométrica obtenida se concretó un aporte inédito al estudio del cúmulo abierto NGC 2587, encontrándose su centroide mediante un método estadístico y por primera vez un conjunto de estrellas probables miembros del mismo de acuerdo al análisis no-paramétrico de los movimientos propios, lo que permitió determinar también su movimiento propio medio.

La calidad de los datos obtenidos y la factibilidad de efectuar estas mediciones sobre un número grande de placas con recursos locales abren la posibilidad de nuevas líneas de investigación en el Observatorio de Córdoba, tales como estrellas de alta velocidad, estrellas cercanas, cúmulos y asociaciones estelares, corrientes estelares y dinámica de la Galaxia, por mencionar algunas.

Además, la digitalización de placas fotográficas con alta resolución tanto espacial como digital contribuirá a la preservación de la información contenida en las mismas, sumándose al esfuerzo que ya viene desarrollándose en ese sentido a partir de la catalogación y digitalización en baja resolución de varios conjuntos de placas comenzando por la colección Carte du Ciel de Córdoba completa (ver Apéndice), cuya importancia ya ha sido manifestada por la Comisión 5 de la Unión Astronómica Internacional “Preservación y digitalización de las placas fotográficas”.



Figura 59. Microdensitómetro Hilger-Watts adaptado para el desplazamiento bidimensional de la placa mediante motores paso-a-paso y la digitalización con la cámara CCD CH-260 montada en la torre.

## BIBLIOGRAFÍA

- Abad, C., García, L. 1995, *Rev.Mex.A.A.* 31, 15.
- Arias, E.F., Charlot, P., Feissel, M., Lestrade, J.-F. 1995, *A&A*, 303, 604.
- Balaguer-Núñez, L., Jordi, C., Galadí-Enríquez, D., Zhao, J.L., 2004, *A&A*, 429, 819.
- Bergeron J. (ed.), 1992, *Transactions of the IAU XXIB*, Kluwer, Dordrecht, p.41.
- Bertin E. & Arnouts S. 1996, *A&ASS*, 117, 393.
- Bustos Fierro I.H. 1998, *Astrometría de pequeño campo con CCD*, Trabajo Especial de Licenciatura en Astronomía, Fa.M.A.F.-U.N.C.
- Bustos Fierro I.H. & Calderón J.H. 2000a, *Digitalización de placas Carte du Ciel con MAMA*, en Reunión Anual de la Asociación Argentina de Astronomía, Tafí del Valle, Argentina.
- Bustos Fierro I.H., Calderón J.H. 2000b, *Rev.Mex.A.A.*, Vol. 36, p. 89.
- Bustos Fierro I.H., Calderón J.H., 2002a, *Rev.Mex.A.A. Conf. Ser.*, Vol. 14, p. 148.
- Bustos Fierro I.H., Calderón J.H. 2002b, *Rev.Mex.A.A.*, Vol. 38, p. 215.
- Bustos Fierro I.H., Calderón J.H., Dominici T. & Teixeira R. 2000, *Movimientos propios preliminares con placas CdC de Córdoba*, en BAAA, Vol. 44, p. 20.
- Cabrera-Caño, J., Alfaro, E.J., 1990, *A&A*, 235, 94.
- Calderón J.H., Bustos Fierro I.H., 2006, *Rev.Mex.A.A. Conf. Ser.*, Vol.25, p.98.
- Corbin, T.E., Urban, S.E. 1988, *I.A.U. Symposium 133 Mapping the Sky*, eds. S. Debarbat, J.A. Eddy, H.K. Eichhorn y A.R. Upgren, Kluwer, Dordrecht, p. 287.
- Corbin, T.E., Urban, S.E. 1990, *I.A.U. Symposium 141 Inertial Coordinate Systems on the Sky*, eds. J. Lieske y V.K. Abalakin, Kluwer, Dordrecht, p. 433.
- De Graeve, E., 1979, *Vatican Obs. Publ.*, Vol. 1, p. 16.
- de Vaucouleurs, G.H., Dragesco, J., Selme, P., 1956, *Manuel de Photographie Scientifique*, Revue d'Optique, París.
- Dick W.R., Tucholke H.-J., Brosche P., Galas R., Geffert M. & Guibert J. 1993, *A&A* 279, 267.
- Dinescu, D.I., Girard, T.M., van Altena, W.F., Yang, T.G., Lee, Y.W., 1996, *AJ*, 111, 1205.
- European Space Agency 1997, *ESA SP 1200: The Hipparcos and Tycho Catalogues*.
- Fricke, W., Schwan, H., Lederle, T. 1988, *Fifth Fundamental Catalogue (FK5)*, Veröffentlichungen, No. 32 y 33, Astronomisches Rechen-Institut, Heidelberg.
- Galadí-Enríquez, D., Jordi, C., Trullols, E., 1998, *A&A*, 337, 125.
- Geffert M., Bonnefond P., Maintz G & Guibert J. 1996, *A&ASS* 118, 277.
- Girard, T.M., Grundy, W.M., López, C.E., van Altena, W.F., 1989, *AJ*, 98, 227.
- Høg, E., Fabricius, C., Makarov, V.V., Urban, S., Corbin, T., Wycoff, G., Bastian, U., Schwkendiek, P., and Wicenec, A., 2000, *The Tycho-2 Catalogue on CD-ROM*, Copenhagen University Observatory.
- I.A.U. 1997, Resolución B2 de la XXIII Asamblea General de la IAU.
- Jones, B.F., Hanson, R.B., Klemola, A.R., 2000, *BAAS*, 32, 759.

- Klemola, A.R., Jones, B.F., Hanson, R. 1987, *AJ*, 94, 501.
- Kovalevsky, J. 1995, *Modern Astrometry*, Ed. Springer-Verlag, Berlin-Heidelberg-New York.
- Monet, D., Bird, A., Canzian, B., Dahn, C., Guetter, H., Harris, H.; Henden, A., Levine, S., Luginbuhl, C., Monet, A. K. B., Rhodes, A., Riepe, B., Sell, S.; Stone, R., Vrba, F., Walker, R. 1998, *USNO-A V2.0: A Catalog of Astrometric Standards*. Ed. U.S. Naval Observatory, Washington, D.C. (en CD-ROM).
- Monet, D., Levine, S., Canzian, B., Ables, H.D., Bird, A., Dahn, C., Guetter, H., Harris, H.; Henden, A., Leggett, S., Levison, H., Luginbuhl, C., Martini, J., Monet, A., Munn, J.A., Pier, J., Rhodes, A., Riepe, B., Sell, S.; Stone, R., Vrba, F., Walker, R., Westerhout, G. 2003, *AJ* 125, 984.
- Ortiz-Gil A., Hiesgen M. & Brosche P. 1998, *A&ASS* 128, 621.
- Platais, I., Girard, T.M., Kozhurina-Platais, V., van Altena, W.F., López, C., Méndez, R.A., Ma, W.-Z., Yang, T.-G., MacGillivray, H.T., Yentis, D.J. 1998, *AJ*, 116, 2556.
- Press, W.H., Flannery, B.P., Teukolsky, S.A., Vetterling, W.T. 1989, *Numerical recipes in Pascal: The art of scientific computing*, Cambridge University Press.
- Sanders, W.L., 1971, *A&A*, 14, 226.
- Stock J. 1981, *Rev.Mex.A.A.* 6, 115.
- Stock, J., & Abad, C., 1988, *Rev.Mex.A.A.*, 16, 63.
- Urban, S.E., Corbin, T.E., Wycoff, G.L. 1997a, *AC2000: The Astrographic Catalogue on The Hipparcos System*. Ed. U.S. Naval Observatory, Washington, D.C. (en CD-ROM).
- Urban, S.E., Corbin, T.E., Wycoff, G.L. 1997b, *ACT Reference Catalog*. Ed. U.S. Naval Observatory, Washington, D.C. (en CD-ROM).
- van Altena, W.F., Girard, T.M., Platais, I., Kozhurina-Platais, V., Ostheimer, J., Lopez, C.E., Mendez, R. A., 1999, *AAS, DDA meeting*, 31, 1004.
- van Altena, W.F., Jones, B.F., 1970, *A&A*, 8, 112.
- van den Bergh, S., Hagen, G.L., 1975, *AJ*, 80, 11.
- Vasilevskis, S., Rach, R.A., 1957, *AJ*, 62, 175.
- Vasilevskis, S., Klemola, A., Preston, G., 1958, *AJ*, 63, 387.
- Zacharias, N., Urban, S.E., Zacharias, M.I., Hall, D.M., Wycoff, G.L., Rafferty, T.J., Germain, M.E., Holdenried, E.R., Pohlman, J.W., Gauss, F.S., Monet, D.G., Winter. L. 2000, *AJ*, 120, 2131.

## ÍNDICE

|  |    |
|--|----|
| CAPÍTULO 1: INTRODUCCIÓN Y ANTECEDENTES .....  | 4  |
| 1. Definición y objetivos de la Astrometría .....                                      | 4  |
| 2. Sistemas de referencia.....   | 5  |
| 3. Catálogos astrométricos: referencia y comparación.....                              | 6  |
| 3.1. Hipparcos Catalog (European Space Agency 1997).....                               | 6  |
| 3.2. Tycho Catalog (European Space Agency, 1997).....                                  | 6  |
| 3.3. AC2000: The Astrographic Catalogue on the Hipparcos System (Urban et al. 1997a) 7 | 7  |
| 3.4. ACT Reference Catalog (Urban et al. 1997b).....                                   | 7  |
| 3.5. Tycho-2 Catalog (Høg et al. 2000).....  | 7  |
| 3.6. USNO-A2.0: A Catalog of Astrometric Standards (Monet et al. 1998).....            | 7  |
| 3.7. USNO-B1.0 (Monet et al. 2003) .....   | 8  |
| 3.8. UCAC2: Second U.S. Naval Observatory CCD Astrographic Catalog.....                | 8  |
| 4. Los proyectos Catálogo Astrográfico y Carte du Ciel .....                           | 8  |
| 5. Antecedentes de utilización de placas CdC .....                                     | 9  |
| CAPÍTULO 2: DIGITALIZACIÓN DE PLACAS CON MAMA.....                                     | 12 |
| 6. La MAMA: Machine Automatique à Mesurer pour l'Astronomie.....                       | 12 |
| 6.1. Principios básicos.....   | 12 |
| 6.2. Características técnicas .....  | 12 |
| 6.3. Servicio prestado por el CAI-MAMA .....   | 14 |
| 7. Placas digitalizadas .....  | 15 |
| 8. Detección de imágenes estelares .....   | 15 |
| 8.1. Detección con IRAF.....   | 15 |
| 8.2. Detección con SExtractor.....   | 17 |
| 8.3. Reconocimiento de imágenes triples .....  | 19 |
| 9. Evaluación de las imágenes .....  | 20 |
| 9.1. Deformación.....  | 20 |
| 9.2. Error de centrado con MAMA.....   | 21 |
| 10. Reducción astrométrica.....  | 23 |
| 10.1. Modelo cuadrático .....  | 23 |
| 10.2. Modelo cúbico.....   | 25 |
| 10.3. Evaluación de errores.....   | 26 |
| CAPÍTULO 3: DIGITALIZACIÓN DE PLACAS CON CCD .....                                     | 30 |
| 11. Método de medición.....  | 30 |
| 11.1. Ajuste en bloque.....  | 30 |
| 11.2. Generación de las imágenes digitales.....  | 33 |
| 12. Evaluación mediante simulaciones numéricas .....                                   | 34 |
| 12.1. Resultados.....  | 36 |
| 13. Digitalización y medición de una placa con CCD .....                               | 38 |
| 13.1. Inspección de las imágenes estelares .....                                       | 40 |
| 14. Detección y centrado de imágenes estelares .....                                   | 41 |
| 14.1. Error de centrado con CCD .....  | 42 |
| 15. Mejoramiento de la completitud.....  | 45 |
| 16. Efectos sistemáticos.....  | 46 |
| 16.1. Corrección de la distorsión.....   | 47 |
| 17. Reducción astrométrica.....  | 50 |
| 17.1. Estrellas de referencia y de enlace.....   | 50 |

|  |  |     |
|--|--|-----|
| 17.2.  | Ajustes en bloque: preliminares y “definitivo” .....   | 51  |
| 17.3.  | Evaluación de errores.....                             | 51  |
| 17.4.  | Completitud y magnitud límite .....                    | 54  |
| 18.  | Corrección de distorsión sin comparación externa.....  | 55  |
| 18.1.  | Evaluación de errores.....                             | 57  |
| CAPÍTULO 4: DETERMINACIÓN DE MOVIMIENTOS PROPIOS.....    |  | 60  |
| 19.  | Posiciones de segunda época .....                      | 60  |
| 19.1.  | USNO-B1.....   | 60  |
| 19.2.  | UCAC-2.0.....  | 61  |
| 19.2.1.  | Descripción del proyecto UCAC.....                     | 62  |
| 19.2.2.  | Propiedades del Catálogo UCAC2.....                    | 64  |
| 20.  | Determinación de movimientos propios .....             | 64  |
| 20.1.  | Inclusión de AC2000.....                               | 66  |
| 20.2.  | Evaluación de errores.....                             | 67  |
| 20.2.1.  | Error interno .....                                    | 67  |
| 20.2.2.  | Comparación con USNO-B1 .....                          | 68  |
| 20.2.3.  | Comparación con UCAC2 .....                            | 69  |
| 21.  | Completitud.....                                       | 69  |
| 21.1.  | Evaluación con USNO-B1.....                            | 70  |
| 21.2.  | Evaluación con UCAC-2.....                             | 71  |
| CAPÍTULO 5: ANÁLISIS DE CdC 6448 - NGC 2587.....         |  | 72  |
| 22.  | Densidad estelar proyectada.....                       | 72  |
| 23.  | Distribución de movimientos propios.....               | 74  |
| 23.1.  | Método paramétrico convencional.....                   | 76  |
| 23.2.  | Método no-paramétrico .....                            | 77  |
| 23.3.  | Estabilidad de los resultados .....                    | 82  |
| CAPÍTULO 6: DISCUSIÓN DE RESULTADOS Y CONCLUSIONES ..... |  | 85  |
| 24.  | Medición de placa CdC con MAMA.....                    | 85  |
| 24.1.  | Reducción Astrométrica .....                           | 85  |
| 25.  | Método de digitalización de placas con CCD.....        | 86  |
| 26.  | Medición de la placa CdC 6448.....                     | 87  |
| 26.1.  | Reducción Astrométrica .....                           | 88  |
| 27.  | Determinación de posiciones y movimientos propios..... | 88  |
| 27.1.  | NGC 2587.....  | 88  |
| 28.  | Automatización del proceso y perspectivas.....         | 89  |
| 29.  | Conclusión.....  | 89  |
| APÉNDICE.....  |  | 91  |
| BIBLIOGRAFÍA .....                                       |  | 115 |

## AGRADECIMIENTOS

En primer lugar agradezco a mis padres por su amor y su apoyo incondicional.

A quienes hoy están conmigo –quienes veo y quienes no– simplemente por hacerme sentir que están; y a quienes estuvieron ayer.

A Jesús Calderón por haberme acompañado en la decisión de embarcarme en la Astrometría cuando sólo se veían naves que se dirigían a otros puertos.

A los miembros de mi comisión asesora y del tribunal por sus valiosos comentarios y sugerencias.

Al Observatorio Astronómico de la Universidad Nacional de Córdoba, su personal y sus autoridades desde que comencé como estudiante de la Licenciatura en Astronomía, por haberme brindado el lugar de trabajo y sus recursos.

Al personal de la Fa.M.A.F., especialmente Matilde y Patricia por su paciencia y su trato siempre cordial.

A la Secretaría de Ciencia y Técnica de la Universidad Nacional de Córdoba, la Agencia Córdoba Ciencia S.E. y el programa FOMECC por haber apoyado parcialmente este trabajo.