

95.10.JK Astronomical & Reference systems  
95.80.+p Observation data reduction techniques  
95.75.-z Astronomical catalogs, atlases, sky surveys

## **Movimientos Propios en la Zona del Cúmulo Abierto Collinder 132**

Cristian Andrés Giuppone  
Director: Lic. Jesús H. Calderón  
Colaborador de Dirección: Lic. Iván H. Bustos Fierro  
Mayo de 2006

## 1. Introducción

El conocimiento actualizado de las posiciones y los movimientos de las estrellas es imprescindible en Astronomía, entre otras cosas, para la determinación del sistema de referencia celeste y también para el estudio de la cinemática y dinámica de nuestra galaxia. En este trabajo se propone el desarrollo de una metodología para la determinación de posiciones y movimientos propios de estrellas en campos mayores al que cubre una sola placa fotográfica empleando material de casi cien años de antigüedad. En este sentido son muy útiles las valiosas colecciones de placas fotográficas del Observatorio de Córdoba, Carte du Ciel y Catálogo Astrográfico, tomadas a principios del siglo pasado. Las técnicas de digitalización de placas fotográficas actualmente existentes, permiten el aprovechamiento masivo de este material, que cuando fue tomado debía procesarse manualmente por medio de tediosas mediciones micrométricas de cada estrella en forma individual. Sumado a ello las técnicas de procesamiento digital de imágenes permiten la medición con gran precisión de estas placas, produciendo posiciones de calidad astrométrica para miles de estrellas, algo impensado hace unas décadas.

En particular, el material fotográfico perteneciente a la colección Carte Du Ciel nunca fue medido y dada la valiosa información que posee, una aplicación directa de su medición astrométrica es la determinación de movimientos propios en zonas de cúmulos galácticos para el posterior estudio de su cinemática, dinámica, identificación de miembros y eventualmente establecer fehacientemente su existencia, si esta fuese controvertida.

Un problema que se plantea es que las placas no fueron tomadas específicamente centradas en los cúmulos, por lo que estos se ubican a veces en los bordes de las mismas o en más de una; debido a ello, muchas veces es necesario que para la medición y posterior reducción de las posiciones estelares deban emplearse varias placas simultáneamente a fin de cubrir todo el cúmulo y a la vez mejorar la precisión.

Este trabajo demandó desarrollar diferentes métodos para la determinación de posiciones estelares, a partir de las imágenes digitalizadas de placas fotográficas. También fue necesario desarrollar los programas de reducción correspondientes a campos mayores que el cubierto por una placa.

Para el desarrollo y prueba de la metodología a emplear en la determinación de posiciones, se seleccionó la zona del cúmulo abierto Collinder 132 que ya tiene determinaciones previas de movimientos propios en algunas estrellas brillantes y su existencia aún está bajo controversia.

El cálculo de los movimientos propios se realizó de manera similar a los procesos seguidos por los catálogos UCAC2 y Tycho2. Se calcularon los errores de centrado para cada posición y éstos fueron utilizados como pesos para computar la posición media y movimientos propios medios mediante un ajuste por cuadrados mínimos pesados.

Este trabajo forma parte del proyecto de Astrometría del Observatorio Astronómico.

### **1.1. Astrometría**

Para comenzar conviene precisar la definición de la Astrometría. La Astrometría es la rama de la Astronomía que provee las posiciones y por extensión las dimensiones y las formas de los cuerpos celestes. En particular las posiciones son cantidades generalmente varían con el tiempo y debido a ello uno de los objetivos más importantes de la Astrometría es describir los movimientos de los astros. Una vez que han sido obtenidos, pueden ser analizados para poder dar la descripción del movimiento como un objetivo en sí mismo o bien para entender por qué los movimientos poseen las características observadas. Con el estudio de las posiciones de los astros además es posible definir los sistemas de referencia cuya construcción es de suma importancia para la astronomía de posición.

Aún el conocimiento de la posición de las estrellas o galaxias, sin ninguna referencia a sus movimientos, tiene impacto directo en la Astronomía, por ejemplo para definir la estructura de agrupaciones o la distribución de materia en la galaxia o en el Universo.

De esta forma, podemos asegurar que todo lo que forma parte del Universo es potencialmente un objeto plausible de un estudio astrométrico.

Desde el punto de vista astrométrico, se pueden determinar varios parámetros que describen las propiedades cinemáticas aparentes de las estrellas, como son los paralajes trigonométricos, 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 de la Galaxia. Además, son los datos observacionales básicos para determinar la estructura de la Galaxia, su evolución y su campo gravitatorio, y con este último su distribución de masa.

El presente trabajo se centra en la determinación de posiciones estelares en una porción reducida del cielo, del tamaño del campo cubierto por placas fotográficas, y a través de la combinación de las posiciones de las estrellas en distintas épocas determinar sus *movimientos propios*. Debido a la forma en la que se determinan las posiciones, este trabajo pertenece a la rama de la Astrometría denominada “astrometría de pequeño campo”.

## **1.2. La Posición de las estrellas**

El primer problema que se plantea es cómo se determina la posición de un objeto celeste; ya que el concepto de posición es relativo, es decir, se deben definir las posiciones con respecto a un sistema de referencia.

Un sistema de referencia es un conjunto de ejes coordenados construido de tal forma que se pueden asignar números que representan unívocamente la posición de los puntos materiales. Dos de estos sistemas son de particular importancia en Astrometría: el Sistema de Referencia Celeste, utilizado para las posiciones, movimientos y dinámica de los cuerpos celestes y el Sistema de Referencia Terrestre utilizado para las posiciones en la Tierra y el medio circundante.

Sin embargo, en ambos casos no existen ejes físicos o círculos máximos que puedan materializar el sistema de coordenadas. Se deben utilizar puntos materiales (o cuerpos celestes) respecto a los cuales estarán referidas las posiciones. Debido a esto es necesario establecer el procedimiento mediante el cual estos puntos materiales serán utilizados para determinar las coordenadas de un objeto observado. El conjunto de puntos fiduciaros y algoritmos que se utilizan en el procedimiento constituyen el marco de referencia.

La construcción del marco de referencia puede ser esquematizada en cuatro pasos.

1.- Sistema de Referencia Ideal: Es aquel que no rota en el tiempo y es una definición teórica, que establece las propiedades que deben satisfacer los objetos con los que se trabaja.

- Definición dinámica: Los cuerpos se desplazan de tal forma que las ecuaciones de movimiento no tienen términos de aceleración no inercial, por ejemplo la aceleración de Coriolis.
- Definición cinemática: Se asume que existe en el Universo una clase de objetos que no tienen movimiento sistemático global y consecuentemente no rotan.

2.- Sistema de Referencia Propio: Se identifica la estructura física que posee la propiedad requerida.

- Definición dinámica: La elección general es el Sistema Solar como un todo, con el centro de coordenadas en su baricentro; sin embargo cuando se estudia el sistema Tierra-Luna o la rotación de los satélites artificiales se utiliza un sistema geocéntrico.
- Definición cinemática: Los cuasars y otros objetos distantes que se encuentran tan lejos que en la práctica si tuvieran movimiento transversal del orden de la tasa de recesión cósmica, éste no sería observable con los mejores métodos astrométricos (Kovalevsky 1995).

3.- Sistema de Referencia Convencional: Se debe asociar la estructura seleccionada con un modelo cuantitativo, basado en valores numéricos que no son conocidos

exactamente, debido a que son resultado de las observaciones. Este sistema es una aproximación del Sistema de Referencia Ideal ya que se asignan valores medios a los parámetros desconocidos.

- Definición dinámica. Consta de una parte observacional y otra convencional; en la parte observacional se determinan la masa de los planetas, las condiciones iniciales (posiciones y velocidades) y las constantes específicas tales como constantes de nutación y precesión que son periódicamente revisadas por la IAU; en la parte convencional, se define el origen y la orientación de los ejes (x,y en el plano de la eclíptica, z hacia el PN, x hacia el equinoccio J2000). El IERS (International Earth Rotation Service) se encarga de elaborar los procedimientos para conectar los sistemas convencionales Terrestre y Celeste.
- Definición cinemática. No es necesario realizar demasiado modelado para el Sistema de Referencia Extragaláctico. La decisión por convención establece que: *“el plano principal del Sistema de Referencia Celeste Convencional esté tan cercano como sea posible al ecuador medio en J2000.0 y el origen en este plano principal, tan cercano como sea posible al equinoccio dinámico de J2000.0” (IAU 1977).*

4.- Marco de Referencia Convencional. Se materializa el Sistema de Referencia Convencional, asignando coordenadas a un número dado de puntos fiduciaros (estrellas u objetos extragalácticos) y se presenta en forma de un catálogo con posiciones y movimientos propios bien determinados.

- Marco de referencia dinámico: Se establece mediante una teoría numérica del movimiento de los planetas y las posiciones de las estrellas de referencia son determinadas con respecto a los mismos. El marco de referencia es representado con un *catálogo fundamental de estrellas*. El último utilizado fue el FK5 que incluye 1535 estrellas (Fricke et al, 1998).
- Marco de referencia extragaláctico: Se construye a partir de observaciones radioastronómicas con técnicas de interferometría de muy larga base (VLBI)

El marco de referencia es representado por un catálogo de posiciones de radiofuentes extragalácticas y quasars.

En la asamblea de 1997 de la IAU se adopta el sistema de referencia cinemático definido por radiofuentes extragalácticas y se lo llama Sistema de Referencia Celeste Internacional (International Celestial Reference System, ICRS) y el marco de referencia es llamado Marco de Referencia Celeste Internacional (International Celestial Reference Frame, ICRF) y está representado por un catálogo de 600 quasars y otros emisores en radio extragalácticos (Ma et al. 1998). En longitudes de onda correspondientes al óptico es materializado por un subconjunto del catálogo Hipparcos (ESA, 1997), el Hipparcos Catalog Reference Frame (HCRF).

### **1.3. Movimientos Propios**

Los antiguos astrónomos sabían, gracias a la observación detenida del cielo, que los planetas se diferencian de las estrellas porque se mueven entre ellas, mientras las segundas parecen inmóviles. Copérnico y Galileo cuestionaron las ideas acerca de la posición que ocupaba la Tierra en el Universo, pero nunca se cuestionaron acerca de la inmutabilidad del Sol y las estrellas en el espacio. Esta idea cambió en 1718 cuando Edmund Halley publicó un pequeño artículo cuyo título era “Consideraciones del cambio de latitud de algunas estrellas fijas importantes” (Aitken 1942). En este artículo Halley comparó las declinaciones de ciertas estrellas “fijas” publicadas por Ptolomeo en su libro *Almagesto*, que posee observaciones de 300 años AC y 170 años AC, con las de su época y encontró que ellas habían variado de posición en relación con las estrellas vecinas poco brillantes y lo atribuyó a algún movimiento intrínseco que estas poseían que se podía percibir en un lapso de 1800 años y es imperceptible en solamente unos años (Aitken 1942), luego en 1738 Jacques Cassini confirmó el hallazgo de Halley al demostrar el movimiento de Arcturus comparando sus medidas con unas efectuadas por

Jean Richter en 1672<sup>1</sup>. Al poco tiempo de los descubrimientos de Halley y Cassini, comenzaron programas dedicados a medir sistemáticamente los movimientos propios de las estrellas.

La aparente invariabilidad de las posiciones estelares se debe a las grandes distancias que nos separan de ellas, algo que hace inapreciable su movimiento a simple vista y que sólo pueda percibirse comparando observaciones muy precisas separadas por largos períodos de tiempo, del orden de décadas o centurias.

Los movimientos propios son imprescindibles para resolver una serie de problemas astronómicos. Por una parte los típicos astrométricos, como el mantenimiento actualizado de las posiciones de las estrellas y determinación del sistema de referencia celeste, entre otros. Por otra son también indispensables para estudios relativos a la cinemática y dinámica de nuestra galaxia, que se estudia a partir los objetos que la componen: estrellas, cúmulos y asociaciones estelares, corrientes estelares, etc.

En primera aproximación, entonces es necesario disponer de al menos dos posiciones estelares separadas un cierto intervalo de tiempo: posiciones de primera época ( $\alpha_1, \delta_1, t_1$ ) y posiciones de segunda época ( $\alpha_2, \delta_2, t_2$ ). De esta forma, la variación angular con respecto al tiempo en las posiciones es lo que se llama movimientos propios y que usualmente se denomina con la letra griega  $\mu$ . Usualmente se expresa en las direcciones de las coordenadas ecuatoriales, esto es:  $\mu_\alpha = \Delta\alpha/\Delta t$  y  $\mu_\delta = \Delta\delta / \Delta t$ .

Por definición, se dice que los movimientos propios son la proyección sobre la normal a la línea de visión de la velocidad espacial de las estrellas con respecto al baricentro del Sistema Solar y se indican en milisegundos de arco por año [mas/año] (milliarc second per year [mas/y]).

Los movimientos propios son de particular importancia tanto para el mantenimiento de los sistemas de referencia propios de la misma Astrometría como

---

<sup>1</sup> Encyclopedia of Astronomy and Astrophysics, Edited by Paul Murdin, article 3524. Bristol: Institute of Physics Publishing, 2001. <http://eaa.iop.org/abstract/0333750888/3524>

para investigaciones de la Astrofísica, especialmente las relacionadas a grupos o cúmulos estelares.

Las colecciones de placas antiguas del Observatorio de Córdoba (Carte du Ciel y Catálogo Astrográfico) son un material histórico único y una excelente fuente de posiciones para la primera época, en tanto que los modernos catálogos astrométricos, por ejemplo UCAC2, Tycho2 y USNO-B1.0 son aptos para obtener posiciones de segunda época y con ambos poder determinar los movimientos propios.

### **1.3.1. Fuentes de primera época**

Como mencionáramos anteriormente, las placas fotográficas constituyen registros históricos antiguos de la apariencia del cielo, por lo que son fuentes de información para investigaciones relacionadas con algún tipo de variabilidad, ya sea en posiciones o en brillos. El Observatorio de Córdoba, posee varias colecciones de placas fotográficas entre las que se encuentran las placas del Catálogo Astrográfico (1907-1911) y Carte du Ciel (1913-1926) que constan de 2200 y 1300 placas respectivamente (Calderón et al. 2004).

El proyecto Carte Du Ciel – Catálogo Astrográfico (CdC – CA) fue producto del esfuerzo internacional que comenzó a fines del siglo XIX y culminó con la publicación de la posición precisa de todas las estrellas hasta la magnitud fotográfica 11.5, divididas en veinte zonas asignadas a distintos observatorios alrededor del mundo<sup>2</sup> -Tabla 1-.

El proyecto poseía dos objetivos. El primero era realizar un catálogo astrométrico que brindara coordenadas para estrellas más brillantes que magnitud 11, denominado Catálogo Astrográfico. El segundo objetivo era producir un mapa celeste con posiciones relativas de todas las estrellas más brillantes que magnitud 14, el Mapa de los Cielos o Carte Du Ciel.

---

2. Histoire de l'observatoire de Toulouse. <http://www.imcce.fr/fr/ephemerides/astronomie/Promenade/pages5/549.html>

Tabla 1. Distribución de franjas CdC entre los observatorios participantes

Observatorio	Declinación	
Greenwich	+90°	+65°
Roma	+64°	+55°
Catania	+54°	+47°
Helsinki	+46°	+40°
Potsdam	+39°	+32°
Oxford	+31°	+25°
Paris	+24°	+18°
Bordeaux	+17°	+11°
Toulouse	+10°	+5°
Algiers	+4°	-2°
San Fernando	-3°	-9°
Tacubaya	-10°	-16°
Santiago	-17°	-23°
Córdoba	-24°	-31°
Río	-32°	-40°
Cape Town	-41°	-51°
Sydney	-52°	-64°
Melbourne	-65°	-90°

Los participantes acordaron la estandarización de factores tales como el telescopio (objetivo de 0.33 metros y longitud focal de 3.471 metros). Debido a los costos elevados para tomar y reproducir las placas CdC casi la mitad de las instituciones no completó esta parte del trabajo, sin embargo el programa CA fue completado<sup>3</sup>.

Originalmente la zona de  $-24^\circ$  a  $-31^\circ$  de declinación fue asignada al observatorio de La Plata, luego en 1900 fue encomendado al Observatorio Nacional Argentino en Córdoba. En Córdoba todas las placas CdC fueron tomadas pero sólo unas pocas fueron reproducidas en papel. En cuanto a las placas del CA se publicaron las posiciones de 470254 estrellas a partir de la medición de 1400 placas con una magnitud límite alcanzada de  $m_{pg}=11.5$  y precisión astrométrica de  $0.3''$  (Resultados del Observatorio Nacional Argentino 1925).

<sup>3</sup> Astrographic Catalogue History and Zone Information. <http://ad.usno.navy.mil/ac/ac.html>

### 1.3.2. Fuentes de segunda época

Se ha mencionado anteriormente que los modernos catálogos pueden proveer posiciones de segunda época útiles para determinar los movimientos propios; las características que poseen los catálogos astrométricos en general dependen de la forma en que los datos fueron adquiridos (el tipo de instrumento y el detector utilizado), la época en la cual se realizaron las observaciones y en particular del método que se utilizó para procesar los datos y conformarlos en forma de catálogo, entre otras.

En cuanto a la forma de obtener los datos, uno de los principales problemas de observar desde la Tierra y construir un catálogo a partir de dichas observaciones es que los instrumentos se encuentran inmersos en la atmósfera y ella se encuentra entre el objeto a observar y el receptor. La atmósfera es un elemento ópticamente activo que afecta la forma de la imagen y la dirección aparente del objeto celeste observado; por un lado la turbulencia atmosférica modifica constantemente la forma de la imagen y por otro se produce la refracción atmosférica cuyo efecto es desplazar los objetos en función de las condiciones físicas de la misma que cambian su índice de refracción. Las correcciones a estos efectos poseen limitaciones (van Altena, 2005) que se ven reflejadas en los errores de los catálogos construidos con instrumentos terrestres.

La cantidad y variedad de datos que poseen los catálogos (posiciones, errores, magnitudes, etc) hace práctico que los mismos sean accesibles en forma electrónica, es por ello que Vizier fue una herramienta de gran importancia en este trabajo. Vizier<sup>4</sup> es una biblioteca electrónica de catálogos astronómicos publicados, cuyo mantenimiento está a cargo del CDS (Centre de Données astronomiques de Strasbourg) y una división de sistemas que es parte de la ESA (Agencia Espacial Europea); a través del servicio que brinda, es posible solicitar información relevante de algún catálogo elegido, ordenada según el criterio seleccionado.

A continuación se detalla información específica de los catálogos utilizados a lo largo de este trabajo cuyos datos fueron obtenidos a través de Vizier.

---

<sup>4</sup> Catalogue Service. <http://vizier.u-strasbg.fr/>

### **1.3.2.1. HIPPARCOS y Tycho1**

Con una plataforma de observación ubicada por encima de la atmósfera, prácticamente libre de flexiones gravitatorias se pueden realizar mediciones diferenciales angulares en grandes campos sobre distintas orientaciones y distintas épocas. Las mediciones de posiciones relativas, movimientos propios y paralajes absolutos son determinadas con precisión de hasta el milisegundo de arco, libres de errores regionales o sistemáticos, siendo útil por estas razones la utilización de satélites con fines astrométricos.

El Satélite Hipparcos (del acrónimo High Precision Parallax Collecting Satellite) fue el primer satélite con fines astrométricos cuya misión fue extendida para incluir la transmisión y subsecuente reducción de datos de uno de sus instrumentos denominado Star Mapper. Como resultado de la misión se construyeron dos catálogos Hipparcos (con los datos de la misión principal) y Tycho (con los datos del Star Mapper) la información que proveen se basa en datos adquiridos y reducidos de diferentes formas con resultados que reflejan estas diferencias. El catálogo Hipparcos (ESA 1997) incluye posiciones, paralajes y movimientos propios con precisiones del orden de 1 msa de 118218 estrellas y está construido de tal forma que representa la materialización en las longitudes de onda del óptico del ICRS –como ya se mencionó, basado en las direcciones a radio fuentes-; mientras que el catálogo Tycho (ESA 1997) provee posiciones y movimientos propios homogéneos de 1.058.332 estrellas en el marco de referencia de Hipparcos con una precisión astrométrica media de 7 msa para magnitud  $V=9$  y 2.5 msa para magnitud  $V=10-11$ . La densidad media es de 3 estrellas por grado cuadrado y su época media es 1991.25.

### **1.3.2.2. Tycho 2**

El catálogo Tycho2 -Ty2 de aquí en adelante- es un catálogo de referencia astrométrico que contiene posiciones y movimientos propios de estrellas así como también información fotométrica en 2 colores para más de 2.5 millones de estrellas, dando una densidad media de 60 estrellas por grado cuadrado. El catálogo es 99% completo hasta magnitud  $V\sim 11$  y 90% completo hasta magnitud  $V\sim 11.5$ .

Las posiciones y magnitudes de Tycho 2 se basan en las mismas observaciones precisas que Tycho 1, pero es mucho más grande y preciso debido a una técnica de reducción más avanzada. Los movimientos propios con precisión de 2.5 msa/año se calcularon utilizando las posiciones brindadas por el Catálogo Astrográfico (CA) y otros 143 catálogos astrométricos terrestres, todos reducidos al sistema de coordenadas celestes del Hipparcos (Høg, et al 2000).

### 1.3.2.3. UCAC2

UCAC -acrónimo de Catálogo Astrográfico CCD del USNO- es un programa astrométrico observacional que comenzó en 1998 en el CTIO (Cerro Tololo Interamerican Observatory), en Chile; en octubre de 2001 el instrumento fue movido al NOFS -Naval Observatory Flagstaff Station-, en Arizona para continuar con las observaciones del hemisferio norte donde se completaron en mayo de 2004.

Para las observaciones de UCAC se utilizó un doble astrógrafo del Observatorio Naval de Estados Unidos (USNO) con una cámara CCD de 4k x 4k, con un campo de un grado cuadrado en el cielo y escala de 0.9"/píxel. Un patrón de solapamiento centro esquina se adoptó para la fotografía en una grilla de 0.5 grados y se utilizó para la observación la magnitud R (579-642 nm). El segundo conjunto de datos disponible se denomina UCAC2 (Zacharias et al. 2003) y es un catálogo astrométrico de aproximadamente 48 millones de estrellas, dando una densidad media de 1000 estrellas por grado cuadrado, que cubren el cielo desde  $-90^\circ$  a  $+40^\circ$  en declinación.

Las posiciones y movimientos propios se dan en el ICRS en la época J2000.0 y se obtuvieron utilizando como catálogo de referencia el Tycho2. La reducción astrométrica utilizó un modelo lineal para mantener la propagación de errores pequeña.

La precisión alcanzada para las posiciones oscila los 0.020" para estrellas con  $R=10 \sim 14$  y 0.070" para estrellas con  $R=16$  mientras los errores en movimientos propios para estrellas brillantes ( $R \sim 12$ ) tienen valores desde 1 a 3 msa/año siendo que para las débiles se estimó entre 4 a 6 msa/año.

El objetivo de este catálogo es densificar el marco de referencia más allá de Hipparcos/Tycho e incrementar la precisión de las estrellas más débiles de Tycho 2.

#### **1.3.2.4. USNO-B1.0**

El catálogo USNO-B1.0 (Monet et al. 2003) -USNOB de aquí en adelante- presenta posiciones, movimientos propios y magnitudes en azul, rojo e infrarojo para aproximadamente 1046 millones de objetos astronómicos, equivalente a una densidad media de 24000 objetos astronómicos por grado cuadrado. Los datos fueron obtenidos de digitalizaciones de 7435 placas Schmidt pertenecientes a varios programas de observación de los últimos 50 años. Cada placa fue digitalizada construyendo un mosaico de 588 imágenes de 1312 x 1032 píxeles con una resolución digital de 8 bits y resolución espacial de 0.9"/píxel en la Presicion Measure Machine perteneciente a la estación Flagstaff del USNO. El catálogo consta de datos en múltiples épocas y colores dependiendo de las placas utilizadas. Si hay campos repetidos se obtienen entradas distintas para cada época.

La primera iteración del algoritmo de la reducción astrométrica utilizada para la construcción de USNOB, supone una relación cúbica entre las coordenadas de la placa y las coordenadas estándares. Una vez que todas las placas fueron procesadas, los residuos astrométricos se sumaron como una función de la posición en el plano focal. Esto se realizó independiente para cada placa y las soluciones fueron obtenidas como función de la magnitud y la declinación. Las precisiones estimadas en J2000 para las posiciones son de 0.2".

Por cuestiones de completitud y debido a que las estrellas brillantes en las placas Schmidt aparecen saturadas, se utilizaron en su lugar los datos de las estrellas Tycho2.

## 2. Selección y medición de las placas CdC y CA

### 2.1. Descripción de las placas

El material utilizado para las posiciones de primera época fueron las placas CdC y CA; sin embargo el aprovechamiento de la información contenida en las placas fotográficas presenta algunas dificultades debidas a la no-linealidad de su respuesta, la granularidad, y la necesidad de recurrir a un instrumento para transformar registro de ennegrecimiento en la placa a información digital que pueda ser procesada de forma cuantitativa.

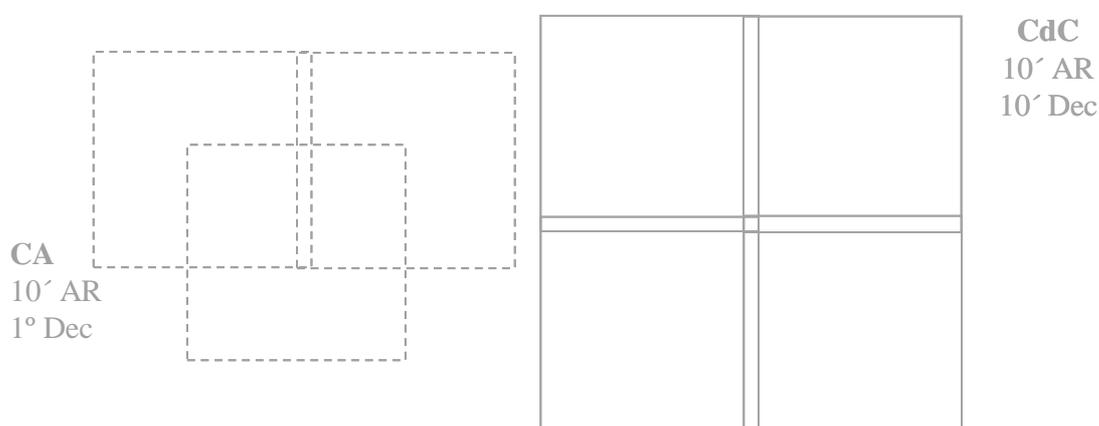


Figura 1. Disposición y superposición de las colecciones CA y CdC zona Córdoba.

Cada placa es un cuadrado de vidrio de 16 cm de lado y cubre un área cuadrada de  $2^\circ$  de lado, con una escala de  $1'/\text{mm}$ . Las placas CA poseen una superposición de  $1^\circ$  en ascensión recta y sólo  $10'$  en declinación, mientras que las de la CdC tienen igual superposición en ambas coordenadas de  $10'$ . Es decir tienen un solapamiento centro-esquina para CA y esquina-esquina para CdC según muestra la Figura 1.

En las placas CdC cada estrella posee tres exposiciones de igual tiempo ( $20^m$ ), dispuestas en los vértices de un triángulo aproximadamente equilátero que apunta hacia el sur (Figura 2), mientras que las placas del CA poseen cuatro exposiciones consecutivas desplazadas en declinación, con tiempos decrecientes:  $5^m$   $5^m$   $80^s$   $8^s$  respectivamente para la placa CA4115. Las dos primeras exposiciones eran las que se medían sólo si aparecía la tercera imagen (Figura 2), mientras que la cuarta sólo

aparecía si la estrella tenía suficiente brillo y su única función era controlar la calidad del cielo.

En las placas de ambas colecciones existe sobreimpreso un retículo de 5 mm de separación entre líneas, que cubre un área de cinco minutos de arco mayor que los dos grados nominales, es decir cada lado tiene  $2^{\circ} 10'$  en lugar de  $2^{\circ}$ . Este retículo fue utilizado originalmente para medir las posiciones de las imágenes (Resultados del Observatorio Astronómico Argentino, 1925)

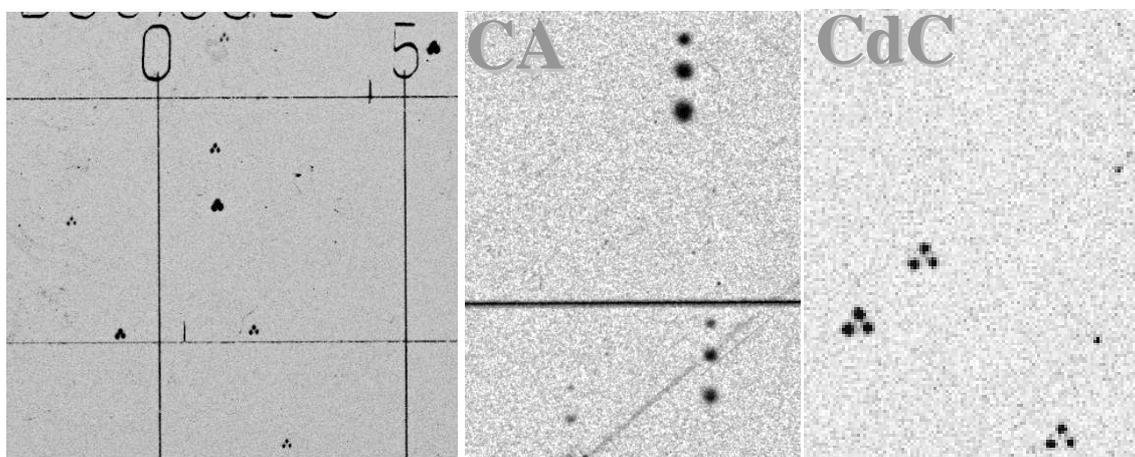


Figura 2. Izquierda: área de una placa CdC donde se aprecian las imágenes múltiples, las líneas del retículo y rayones típicos de las placas. Centro y derecha: detalle de una placa del CA y de la CdC de 5 [mm] de base donde se aprecian las exposiciones múltiples.

Para el desarrollo y prueba de la metodología a emplear en la determinación de posiciones a partir de estas placas, se seleccionó la zona del cúmulo abierto Collinder 132 (AR=07h 14.4m, Dec= $-31^{\circ} 10'$ , ICRS, Diámetro=80', distancia 411 pc, según la base de datos BDA, Mermilliod 1995) que ya tiene determinaciones previas de movimientos propios y su existencia aún está bajo controversia (Días et al 2001, Robichon et al 1999, Baumgardt H. 1998 y Eggen 1983).

Dado que las placas no fueron tomadas centradas en los cúmulos, éstos se ubican a veces en los bordes de las mismas o en más de una. Se hizo necesario para la medición y posterior reducción de las posiciones estelares que se empleen varias placas simultáneamente a fin de cubrir todo el cúmulo y a la vez mejorar la precisión; por ello se seleccionaron cuatro placas CdC en torno a Coll132. Además, debido a las

aberraciones del telescopio la calidad de las imágenes decae hacia los bordes y el hecho que el área de superposición entre dos placas contiguas CdC sea tan escasa demandó seleccionar una placa CA para mejorar la superposición en la zona de estudio.

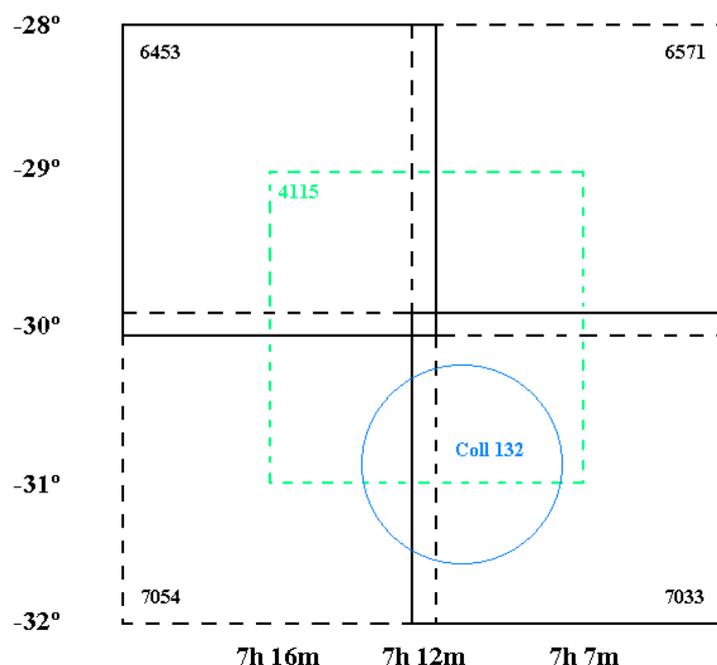


Figura 3. Selección de las placas CdC y CA y la ubicación del cúmulo Coll132 en las mismas.

Las placas elegidas se tomaron de tal forma que cubrieran un área de diámetro cercano a tres veces el del cúmulo, construyendo un mosaico con cuatro placas CdC y una del CA (Figura 3 y Tabla 2).

Para obtener las posiciones de las imágenes estelares en un determinado sistema de coordenadas rectangulares primero se deben medir las placas. Esto se realiza con una maquina de medición, construida sobre un soporte rígido horizontal donde la placa es sostenida. Las placas seleccionadas son parte de un conjunto de 15 placas CdC y 4 CA que abarcan distintas regiones en torno a 5 cúmulos abiertos galácticos, previamente digitalizadas con la MAMA (Machine Automatique à Mesurer pour l'Astronomie) del Observatorio de París, con una resolución espacial de  $10 \mu\text{m}/\text{px}$ ; simultáneamente con la digitalización de las placas se construyó un catálogo de todos los objetos detectados que incluye sus posiciones x,y, magnitudes instrumentales e indicadores morfológicos (Bustos Fierro y Calderón, 2000).

Para la detección de los objetos se empleó el software SExtractor (Bertin y Arnouts, 1996), que es capaz de construir un catálogo de objetos a partir de una imagen astronómica. Entre sus características más importantes se destacan la velocidad de análisis (1Mpixel/s en un procesador de 2GHz) y la habilidad de trabajar grandes imágenes siendo una herramienta capaz de separar objetos que se encuentran muy próximos o se superponen. El análisis de la imagen básicamente es realizado en dos pasos: en el primer paso se construye un modelo del cielo de fondo y se estiman parámetros globales estadísticos que lo caracterizan; durante el segundo paso, el fondo es sustraído, filtrado y separado en umbrales de detección, un proceso que usualmente se denomina segmentación, identificando píxeles conexos con densidad fotográfica superior al fondo local. De esta forma las detecciones son separadas, fotoanalizadas, clasificadas y finalmente volcadas en un catálogo que entre otros datos posee la posición (x,y), magnitud instrumental, los semiejes mayor y menor (a y b respectivamente) y el ángulo de orientación de la elipse que mejor se ajusta a la detección.

*Tabla 2. Placas seleccionadas para el estudio de movimientos propios*

Colección	Nº placa	Época	Centro de Placa (1900)		
CA	4115	1913.16	-30°	07 h	12 m
CdC	6453	1917.24	-29°	07 h	16 m
CdC	6571	1920.19	-29°	07 h	07 m
CdC	7033	1923.04	-31°	07 h	07 m
CdC	7054	1923.13	-31°	07 h	16 m

## 2.2. Identificación de imágenes estelares

Si bien SExtractor es un programa útil para separar las distintas componentes de las exposiciones múltiples, las líneas del retículo, rayaduras, manchas y hasta la misma granularidad, dan origen a muchas detecciones espurias que son inevitables.

Para el aprovechamiento de esta información es necesario filtrar los catálogos de posiciones X,Y, considerando las exposiciones múltiples como un solo objeto.

Además, las características inherentes a las exposiciones múltiples originan como inconvenientes para el caso de estrellas brillantes el solapamiento de las imágenes (hasta aproximadamente magnitud  $B=9.5$  para CdC) y la presencia del efecto fotográfico de adyacencia llamado “Efecto Kostinsky”. Sumado a ello, la presencia del retículo ocasiona que las exposiciones que caen sobre el mismo, puedan no ser identificadas o bien aumentar el error en la determinación del centro de las mismas. Algunos de los resultados expuestos a continuación fueron presentados en Giuppone et al (2003 y 2004).

### 2.2.1. CA

La placa del Catálogo Astrográfico seleccionada es la CA4115, que al igual que todas las de esta colección, posee para cada objeto astronómico cuatro exposiciones desplazadas en declinación con tiempos decrecientes (E1, E2, E3, E4) (Figura 4). En primer lugar se evaluó visualmente una sección de la placa digitalizada rica en estrellas y se midió la distancia aproximada entre exposiciones:  $\Delta X_1$ ,  $\Delta Y_1$  entre E1 y E2, y  $\Delta X_2$ ,  $\Delta Y_2$ , entre E1 y E3, con el objeto de modelar la geometría de las exposiciones múltiples. Como ya se mencionó, la cuarta exposición no se tuvo en cuenta porque aparece sólo en estrellas muy brillantes (Resultados del Observatorio Astronómico Nacional, 1925).

Teniendo en cuenta este dato se elaboró un programa cuyo algoritmo consiste en buscar a partir de cada objeto detectado la segunda exposición en una ventana cuadrada separada una distancia en Y y otra en X. Si ésta no existe el objeto es descartado, de lo contrario se busca la tercera exposición.

Este proceso es repetido hasta lograr depurar las distancias mínimas y máximas entre exposiciones de forma de obtener una distribución normal alrededor de la distancia media.

Se lograron identificar 642 pares de imágenes alineadas según la dirección nort-sur de los cuales 254 presentan además una tercera imagen alineada.

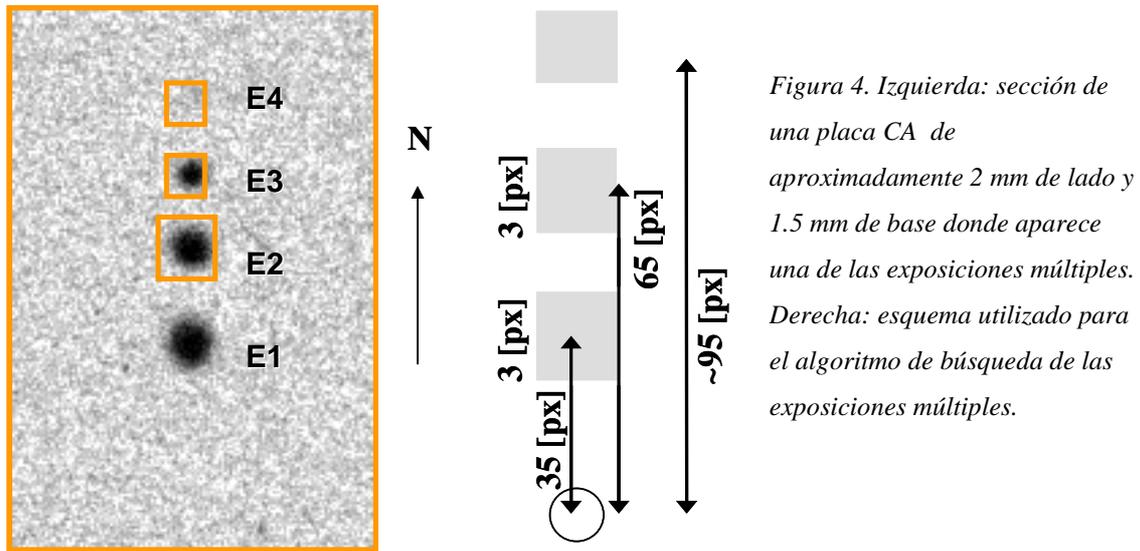


Figura 4. Izquierda: sección de una placa CA de aproximadamente 2 mm de lado y 1.5 mm de base donde aparece una de las exposiciones múltiples. Derecha: esquema utilizado para el algoritmo de búsqueda de las exposiciones múltiples.

### 2.2.2. CdC

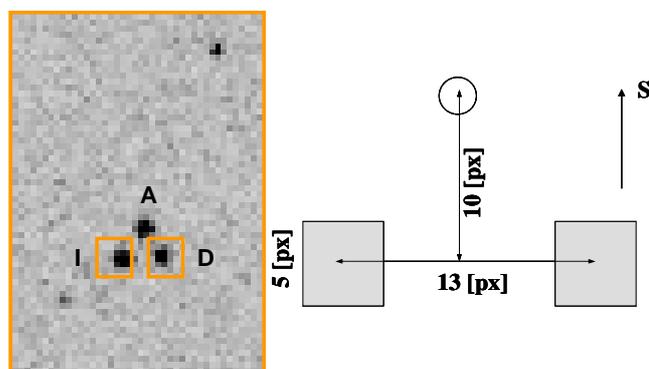
Cada una de las placas CdC posee para cada objeto astronómico tres exposiciones (A=arriba, I=izquierda D=derecha), dispuestas de tal forma de conformar aproximadamente un triángulo equilátero ubicado con una de sus bases en la dirección Este-Oeste y apuntando hacia el Sur (Figura 5).

En una región rica en estrellas de una de las placas utilizadas se estimaron las distancias aproximadas:  $\Delta X_I$ ,  $\Delta Y_I$  entre A e I, y  $\Delta X_D$ ,  $\Delta Y_D$  entre A y D, con el objeto de modelar la geometría de los tripletes y utilizar este dato en un programa de identificación de las estrellas siguiendo el algoritmo descrito por Bustos Fierro y Calderón (2003).

Teniendo en cuenta esta disposición el programa construido busca a partir de cada objeto detectado la exposición I en una ventana separada una distancia en  $\Delta X_I$ ,  $\Delta Y_I$ . Si esta exposición existe se busca la exposición D en otra ventana separada a una distancia  $\Delta X_D$ ,  $\Delta Y_D$ ; si no existiera la exposición I se pasa al próximo objeto del catálogo.

Se iteró el proceso hasta lograr depurar las distancias mínimas y máximas entre exposiciones de forma de obtener una distribución normal alrededor de la distancia media. Las posiciones de las ventanas de identificación varían entre las distintas placas debido posiblemente a que las condiciones bajo las cuales se fotografiaron no fueron

idénticas; los tamaños de las ventanas se eligieron de tal forma que sean iguales a tres desviaciones estándar y los resultados de las identificaciones en cada placa se encuentran en la Tabla 3 (página 31).



*Figura 5. Izquierda: sección de una placa CDC de aproximadamente 1 mm de lado y 0.7mm de base donde aparece una de las exposiciones múltiples. Derecha: esquema utilizado para el algoritmo de búsqueda de las exposiciones con las distancias aproximadas de las ubicaciones y tamaños de las ventanas de búsqueda.*

## 2.3. Análisis de las imágenes

### 2.3.1. Efecto Kostinsky

El Efecto Kostinsky es un efecto del revelado que se presenta cuando hay zonas de alta densidad fotográfica muy próximas, lo que en particular ocurre cuando se tienen dos imágenes brillantes cercanas, debido a que el revelador se agota entre las mismas siendo el resultado final de este efecto una aparente repulsión de las imágenes. De haber efecto Kostinsky, la distancia entre dos exposiciones de una misma estrella aumentaría para las estrellas más brillantes.

Distintos autores han estudiado este efecto en placas fotográficas CdC: Ortiz Gil et al. (1998) y Dick et al. (1993) afirman que está presente en sus placas, mientras que Geffert et al. (1996) y Bustos Fierro y Calderón (2002) no detectan el efecto en las placas en estudio. Se estudió la dependencia de la distancia entre pares de imágenes con respecto a la magnitud instrumental en todas las placas empleadas en este trabajo.

El efecto no aparece visible en ninguna de las placas estudiadas; a modo de ejemplo se muestran los resultados obtenidos para las placas CA4115 y CdC6453 en las Figuras 6 y 7 respectivamente.

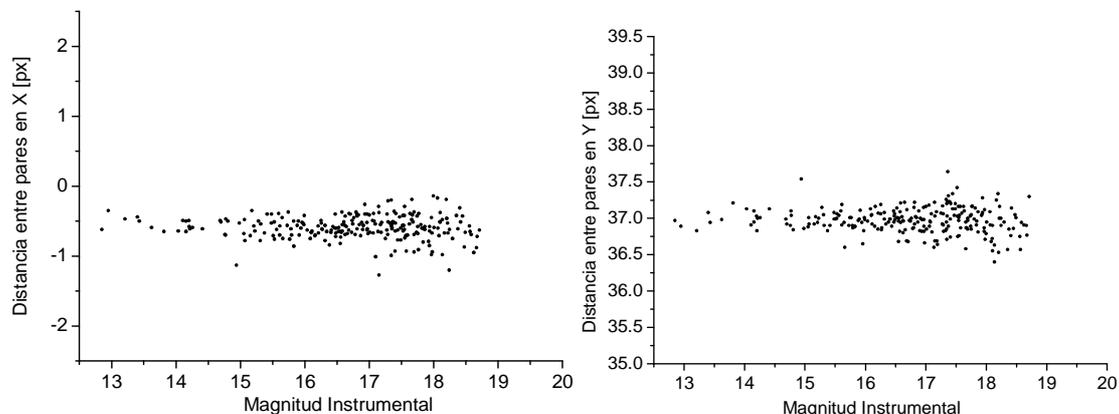


Figura 6. Distancia entre E1-E2 para la placa CA4115 en función de la magnitud instrumental.

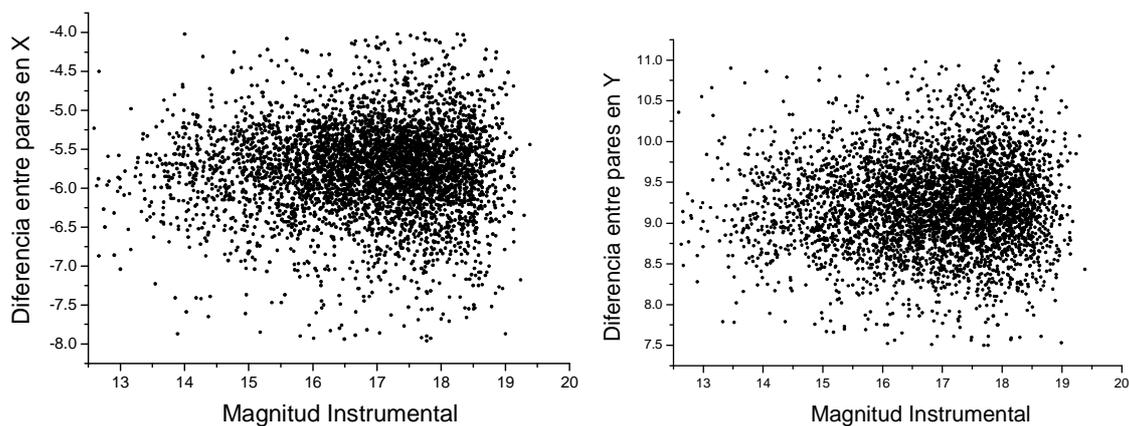


Figura 7. Distancia entre A-I para la placa CdC6453 en función de la magnitud instrumental.

### 2.3.2. Deformación de las imágenes

La exploración visual de las placas mostró que, en general, la forma de las imágenes estelares es distinta dependiendo del lugar de la placa analizado, posiblemente debido a los defectos de la óptica (Figura 8).

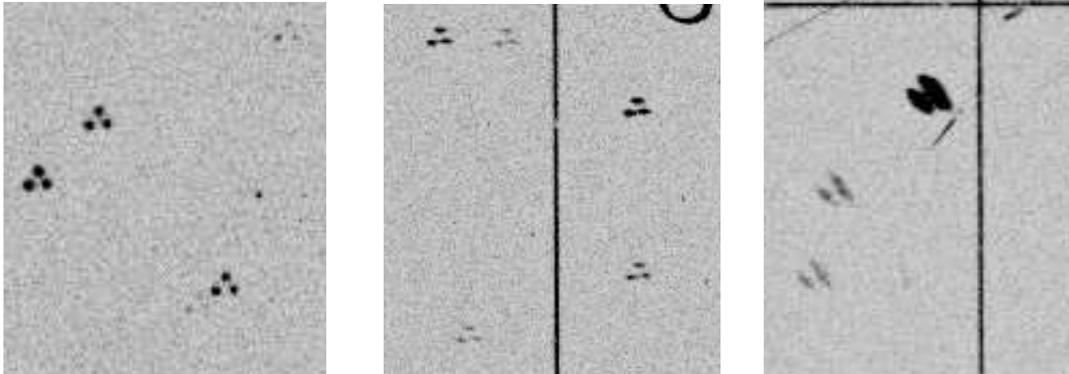


Figura 8. Distintas secciones de una placa CdC. Izquierda: región cercana al centro de la placa. Centro: región cercana a un borde de la placa. Derecha: región de una esquina de la placa, donde se puede apreciar la deformación de las imágenes.

Además cada exposición de la misma estrella es distinta, algo que se podría esperar, pues tanto las condiciones atmosféricas como el seguimiento pueden haber variado durante las exposiciones. Para ilustrar esto, la Figura 9 muestra un mapa de isodensidades fotográficas de una zona cercana al centro de la placa CdC 6453 donde se pueden apreciar dos triplete de estrellas. En la estrella más brillante se observa que de las tres exposiciones, la D es la que posee las curvas de isodensidad de diámetro menor, por lo que se deduce que la imagen es más concentrada aunque las tres han tenido el mismo tiempo de exposición.

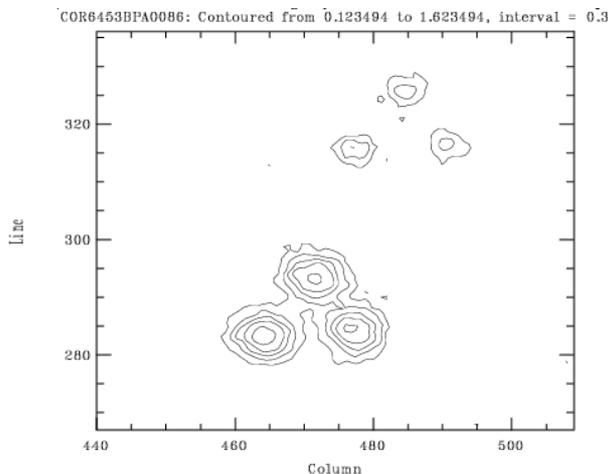


Figura 9. Diagrama de isodensidades fotográficas, de una zona cercana al centro de la placa 6453 donde se pueden apreciar dos triplete de estrellas. Claramente en las exposiciones correspondientes a la estrella más brillante se puede observar que en la exposición D el primer nivel está más concentrado, lo que ayuda a definir mejor el centroide de la imagen.

Con el objeto de evaluar cuantitativamente estas deformaciones, se utilizaron los parámetros morfológicos calculados por SExtractor: los semiejes  $a$  y  $b$ , y el ángulo de posición de la elipse que mejor ajusta a la imagen detectada. Con esta información se estudió la dependencia de la elipticidad de las imágenes (definida como  $1-b/a$ ) con respecto a la distancia al centro de la placa, lo que se encuentra graficado en la Figura 10 y la Figura 11 para CA y CdC respectivamente.

Conjuntamente se construyó un gráfico de vectores donde se aprecia la distribución en la placa de las estrellas detectadas y la orientación de las elipses. La longitud de los vectores es proporcional a la elipticidad de las imágenes y su orientación es la del ángulo de posición de la elipse (Figura 10 para la placa CA). En las placas CdC las elipticidades debieron ser promediadas en celdas de 1024 px para disminuir el ruido y mostrar los efectos sistemáticos. Los resultados obtenidos son similares para las cuatro placas CdC y se muestran en la Figura 11 los que corresponden a la placa CdC6453 que es la de mayor número de identificaciones estelares.

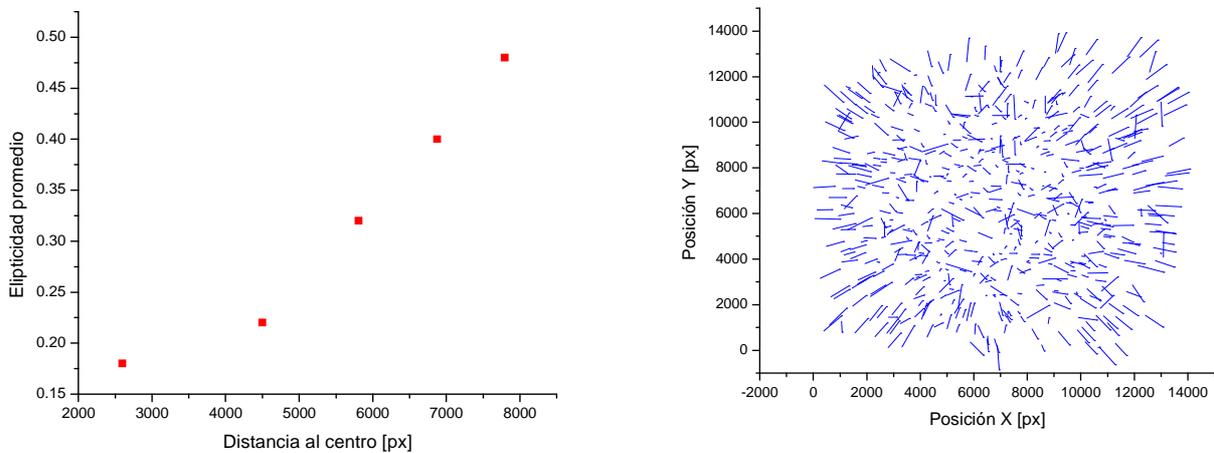


Figura 10. Izquierda: dependencia de la elipticidad de las imágenes con respecto a la distancia al centro de la placa en la placa CA4115. Derecha: gráfico de vectores representando la elipticidad y orientación de las imágenes estelares; la longitud de los vectores ha sido multiplicada por 720 para permitir la visualización.

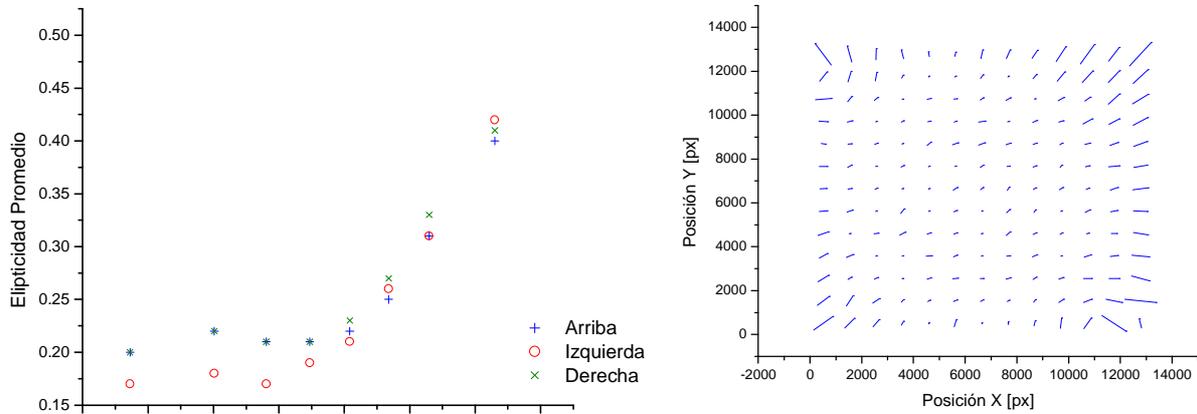


Figura 11. Izquierda: dependencia de la elipticidad de las imágenes con respecto a la distancia al centro de la placa. CdC 6453. Derecha: gráfico de vectores representando la elipticidad y orientación de las imágenes estelares en la placa CdC 6453; la longitud de los vectores ha sido multiplicada por 720 para permitir la visualización.

## 2.4. Posiciones instrumentales

### 2.4.1. Errores de centrado - CA

Una vez identificadas las exposiciones múltiples, se evaluó el error de centrado de las mismas empleándose como indicador las dispersiones en las diferencias en X e Y entre pares de exposiciones.

Los valores encontrados para tales dispersiones entre la primera y segunda imagen para detecciones con dos exposiciones fueron  $\sigma_X = 0.39$  px y  $\sigma_Y = 0.35$  px (Figura 12), en tanto que para identificaciones con tres exposiciones las dispersiones entre la primera y segunda imagen fueron  $\sigma_X = 0.17$  px y  $\sigma_Y = 0.17$ ; esto indica que las imágenes con tres detecciones tienen menor error de centrado por lo que éstas fueron las únicas utilizadas a la hora de realizar la reducción astrométrica de la placa.

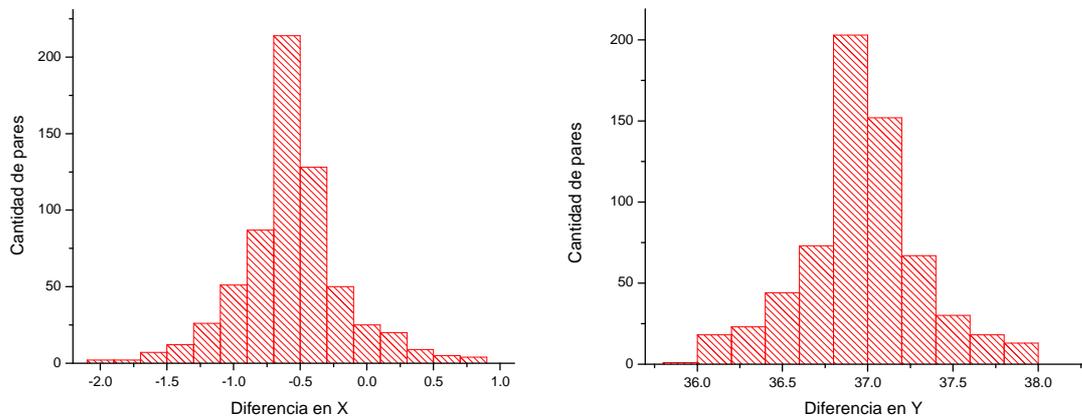


Figura 12. Histogramas de diferencia de posición entre las imágenes de la primera y segunda exposición PLACA 4115 para imágenes estelares con dos exposiciones detectadas.

Para estudiar la dependencia de los errores de centrado con respecto a la distancia al centro de la placa se dividió la misma en anillos concéntricos de igual cantidad de estrellas y se calcularon las dispersiones de la diferencia en la posición de las exposiciones para cada anillo, mientras que para estudiar la dependencia de los errores de centrado con respecto a la magnitud se dividió el conjunto de pares de imágenes detectados en distintos intervalos de magnitud instrumental y se calcularon las dispersiones en cada coordenada para cada intervalo. Los resultados para estrellas con dos exposiciones detectadas se muestran en la Figura 13a y los resultados con tres exposiciones detectadas se muestran en la Figura 13b.

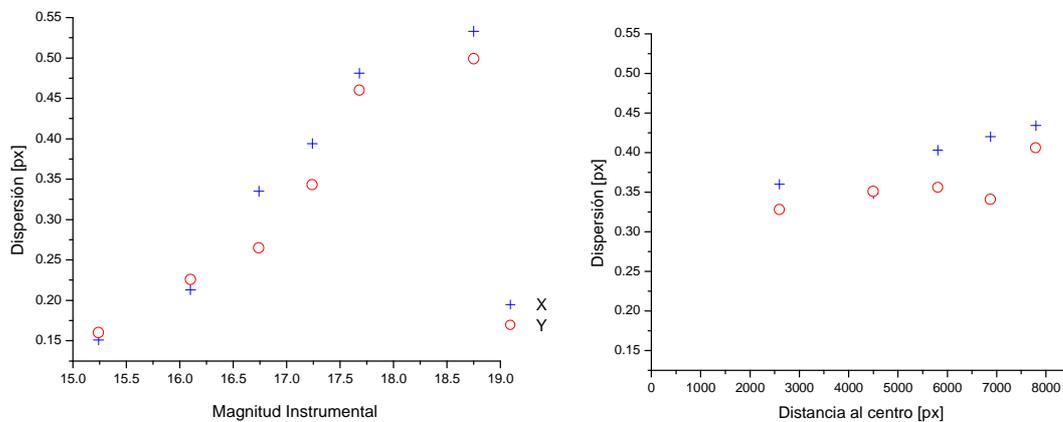


Figura 13a. Dispersión en la diferencia de posición entre los pares de exposiciones E1-E2 para estrellas con dos detecciones. Izquierda: dispersión respecto a la magnitud instrumental. Derecha: dispersión

respecto a la distancia al centro de la placa.

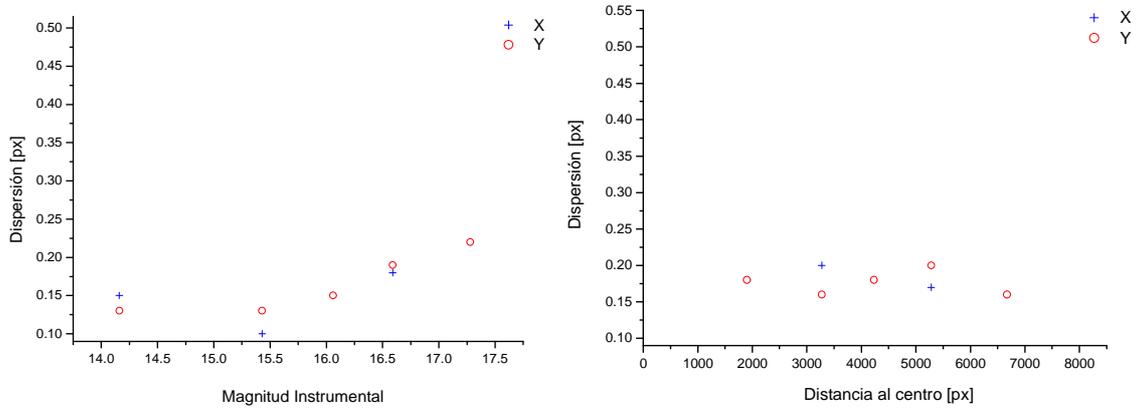


Figura 13b. Dispersión en la diferencia de posición entre los pares de exposiciones E1-E2 para estrellas con tres detecciones. Izquierda: dispersión respecto a la magnitud instrumental. Derecha: dispersión respecto a la distancia al centro de la placa.

#### 2.4.2. Errores de centrado - CdC

Una vez identificadas las exposiciones múltiples, se evaluó el error de centrado de las mismas empleándose como indicador las dispersiones en las diferencias en X e Y entre pares de exposiciones. A partir de las dispersiones en estas diferencias se calcularon los errores de centrado para cada exposición individualmente en cada coordenada. Los resultados se muestran en la Tabla 3. Las dispersiones en las diferencias son más grandes que en el caso del Catálogo Astrográfico, lo que se traduce en histogramas “más anchos”. A modo de ilustración se muestran los histogramas para la placa 6453 en la Figura 14.

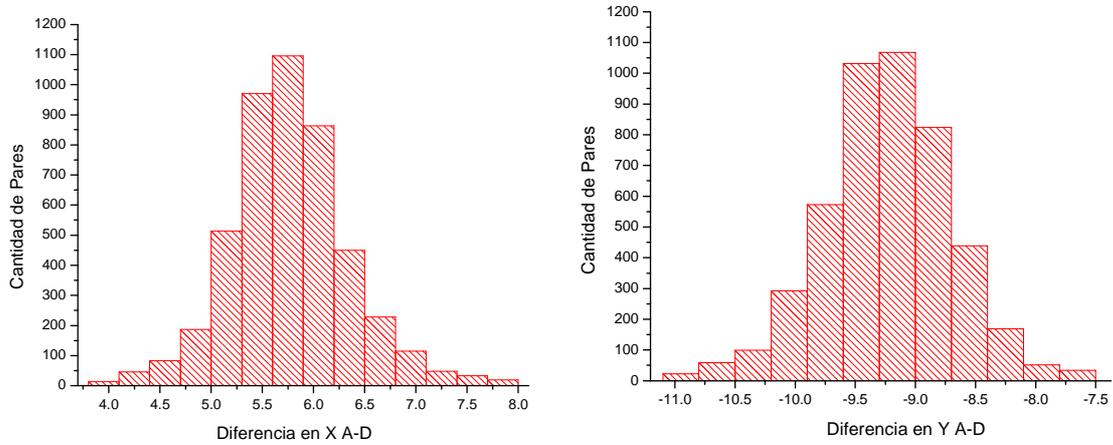


Figura 14. Histogramas de diferencia de posición entre las exposiciones A-D para la placa CdC6453.

Para estudiar la dependencia de los errores de centrado con respecto a la distancia al centro de la placa y con respecto a la magnitud instrumental se siguió un procedimiento similar al descrito para la placa CA. Los resultados obtenidos son similares en todas las placas CdC y un promedio de los errores de centrado de las tres exposiciones son mostrados en la Figura 15.

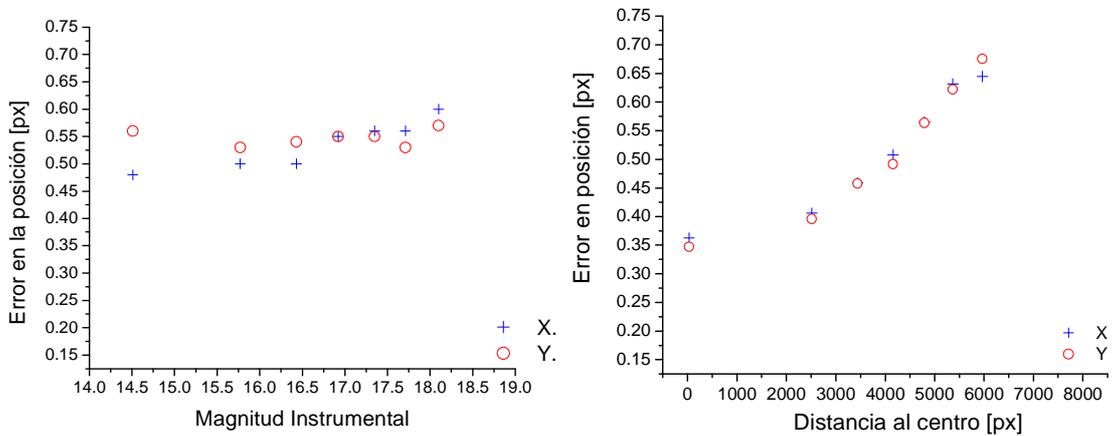


Figura 15. Izquierda: error en las posiciones en función de la magnitud instrumental. Derecha: error en las posiciones en función de la distancia al centro de la placa.

### 2.4.3. Errores en las posiciones.

Del análisis del comportamiento de las imágenes en la placa del CA (Figura 13) y como consecuencia de la degradación de la precisión en el centrado con respecto a la

magnitud, es recomendable que sólo se empleen las estrellas más brillantes, debido a que esta placa es utilizada para mejorar la superposición entre placas CdC. En la placa CA, a pesar de la marcada aberración que deforma las imágenes radialmente a medida que se alejan del centro, se observa que el error de centrado varía muy poco, lo que indica que en esta placa dichas aberraciones no tienen un efecto significativo sobre el centrado de imágenes que corresponden a estrellas brillantes.

Para simplificar el análisis que sigue se designaron 1, 2 y 3 indistintamente al conjunto de exposiciones E1, E2 y E3 del CA así como también al conjunto A, D e I de la CdC; de esta manera las tres imágenes tienen coordenadas  $(x_1, y_1)$ ,  $(x_2, y_2)$  y  $(x_3, y_3)$  y se definen la diferencias

$$\Delta x_1 = x_1 - x_2 \text{ (1) y } \Delta x_2 = x_1 - x_3 \text{ (2), análogamente para la coordenada Y.}$$

Se calcularon estas diferencias entre los pares de imágenes para todas las exposiciones múltiples en cada placa. En ausencia de errores estas diferencias serían constantes pero como se aprecia en las Figuras 12 y 14 presentan distribuciones aproximadamente gaussianas donde los anchos de las mismas están asociados a los errores (Tabla 3).

Mediante el método de propagación de errores, se obtiene la relación entre los errores en la posición de cada exposición  $-\sigma_{x1}$  y  $\sigma_{x2}$ - y el error en la diferencia de ambas  $-\sigma_{\Delta x1}$ -.

$$\sigma_{\Delta x1}^2 = \sigma_{x1}^2 + \sigma_{x2}^2$$

En primera aproximación se supuso que las exposiciones poseen el mismo error de centrado, es decir  $\sigma_{x1} = \sigma_{x2}$ , por lo tanto

$$\sigma_{\Delta x1}^2 = 2 \sigma_x^2 \quad (3)$$

Debido a que no se observó diferencia significativa al comparar las dispersiones entre los pares 1-2  $-(\sigma_{\Delta x1}, \sigma_{\Delta y1})$ - y los pares 1-3  $-(\sigma_{\Delta x2}, \sigma_{\Delta y2})$ - se emplearon los promedios de los valores  $\sigma_{\Delta xi}$  y  $\sigma_{\Delta yi}$  en (3) para estimar el error de las exposiciones individuales en cada placa

$$(\sigma_x; \sigma_y) = \left( \frac{\overline{\sigma_{\Delta x}}}{\sqrt{2}} ; \frac{\overline{\sigma_{\Delta y}}}{\sqrt{2}} \right) \quad (4)$$

A fin de obtener la posición para cada estrella en cada placa se utilizó el promedio de la posición de las tres exposiciones

$$(\bar{x}; \bar{y}) = \left( \frac{x_1 + x_2 + x_3}{3} ; \frac{y_1 + y_2 + y_3}{3} \right) \quad (5)$$

y para estimar su error, nuevamente, se realizó la propagación de errores obteniéndose

$$(\sigma_{\bar{x}}; \sigma_{\bar{y}}) = \left( \frac{1}{\sqrt{3}} \sigma_x ; \frac{1}{\sqrt{3}} \sigma_y \right) = \left( \frac{1}{\sqrt{3}} \frac{\overline{\sigma_{\Delta x}}}{\sqrt{2}} ; \frac{1}{\sqrt{3}} \frac{\overline{\sigma_{\Delta y}}}{\sqrt{2}} \right) = \frac{1}{\sqrt{6}} (\overline{\sigma_{\Delta x}} , \overline{\sigma_{\Delta y}}) \quad (6)$$

Recordando que las placas eran orientadas en la dirección Norte-Sur, la relación entre el sistema cartesiano y el de coordenadas ecuatoriales está dada en primer aproximación por

$$(\Delta x ; \Delta y) \approx (\Delta \alpha \cdot \cos \delta ; \Delta \delta) \quad (7)$$

siendo esta relación útil para expresar los errores de centrado en la placa para cada posición estelar en errores de centrado en las coordenadas que pueden ser dados en segundos de arco si se multiplican por la escala de placa (0.6 ["/px]).

La Tabla 3 muestra los resultados obtenidos para cada placa. En la columna 3 se muestran los valores de las dispersiones para las diferencias de posiciones entre pares de exposiciones y en la columna 4 los errores de centrado en las coordenadas  $(\sigma_{\bar{x}}; \sigma_{\bar{y}})$  que fueron tenidos en cuenta más adelante en este trabajo.

Tabla 3: dispersiones entre pares de imágenes para las detecciones encontradas y errores de centrado en las posiciones estelares.

1 Nº placa	2 Imágenes Estelares	3				4	
		$\sigma_{\Delta x1}$ [px]	$\sigma_{\Delta y1}$ [px]	$\sigma_{\Delta x2}$ [px]	$\sigma_{\Delta y2}$ [px]	$\sigma_{\alpha \cos \delta}$ ["]	$\sigma_{\delta}$ ["]
4115	254	0.2	0.2	0.3	0.3	0.06	0.06
6453	4666	0.8	0.8	0.6	0.5	0.17	0.16
6571	2606	0.6	0.6	0.4	0.4	0.12	0.12
7033	812	0.7	0.8	0.5	0.6	0.15	0.17
7054	1204	0.8	0.8	0.6	0.5	0.17	0.16

### 3. Reducción astrométrica

En esta etapa de trabajo, se dispone de la información básica relacionada con cada placa, es decir: la longitud focal del telescopio ( $f$ ), el tamaño del campo correspondiente a cada placa, el tamaño del píxel en el cielo  $-0.6 ["/\text{px}]$ -, la época de la Observación ( $T$ ), el centro de la placa  $(\alpha_0, \delta_0)$  y el catálogo con las identificaciones de las imágenes estelares con sus coordenadas instrumentales  $(x, y)$  cuyo origen es arbitrario.

El problema básico de Astrometría fotográfica consiste en la conversión de estas coordenadas rectangulares medidas en placas fotográficas o detectores electrónicos bidimensionales a coordenadas esféricas en el cielo, estas últimas en el marco de referencia del ICRS.

Debido a que en este trabajo se utiliza más de una placa, existen dos formas de hacer esta reducción: cada placa individualmente (resultados preliminares se encuentran en Giuppone et al. 2004 y 2006) o en forma conjunta para todo el campo.

En ambos casos se utilizó como referencia el catálogo Tycho2 (Høg et al., 2000) ya que es el más adecuado debido a su densidad estelar de 60 estrellas por grado cuadrado y su precisión en las posiciones y movimientos propios.

A continuación se describen los métodos mencionados.

#### 3.1. Reducción individual

La reducción individual demandó trabajar con cada placa por separado, siendo necesario en primer lugar seleccionar las estrellas de referencia del catálogo Tycho2 desde la librería Vizier, formando un cuadrado de  $2^\circ 20'$  de lado alrededor del centro de placa, precesado a J2000.0. Luego se proyectaron las coordenadas de estas zonas seleccionadas, utilizando la proyección gnomónica (Kovalevsky, 1995) dada por

$$\begin{aligned} \xi &= \frac{\cos \delta \sin(\alpha - \alpha_0)}{\sin \delta_0 \sin \delta + \cos \delta_0 \cos \delta \cos(\alpha - \alpha_0)} \\ \eta &= \frac{\cos \delta_0 \sin \delta - \sin \delta_0 \cos \delta \cos(\alpha - \alpha_0)}{\sin \delta_0 \sin \delta + \cos \delta_0 \cos \delta \cos(\alpha - \alpha_0)} \end{aligned} \quad (8)$$

De esta forma, para cada estrella del catálogo de referencia se obtuvieron las coordenadas estándares  $(\xi, \eta)$ , dichas coordenadas se encuentran en el plano tangente a la esfera celeste en el punto  $(\alpha_0, \delta_0)$ . Las coordenadas de las estrellas de referencia debieron ser corregidas por movimientos propios para que estén dadas en la época de la placa.

La relación entre el sistema de coordenadas estándares  $(\xi, \eta)$  y el sistema de coordenadas instrumentales  $(x, y)$  puede ser establecida en forma polinómica:

$$\begin{aligned}\xi &= p_{00} + p_{10}y + p_{20}x^2 + p_{11}yx + p_{02}y^2 + \dots \\ \eta &= q_{00} + q_{10}y + q_{20}x^2 + q_{11}yx + q_{02}y^2 + \dots\end{aligned}\quad (9)$$

El número de coeficientes que deben ser usados depende de las características del sistema óptico utilizado. Usualmente los modelos lineales funcionan bastante bien (Pauwels, 1996) y absorben las aberraciones presentes (Kovalevsky, 1995) siendo los coeficientes determinados por el método de cuadrados mínimos. Se trabajó básicamente en la búsqueda de los coeficientes para dos polinomios: uno lineal completo y otro cuadrático completo. Algunos autores recomiendan el uso de términos dependientes de la magnitud y del color, en el caso que esa información esté disponible (Girard et al., 1989; Dinescu et al. 1996; van Altena 2005).

Se compararon las coordenadas estándares de las estrellas de referencia  $(\xi, \eta)$  con las coordenadas  $(x, y)$  provenientes de las posiciones de las imágenes en cada placa para poder identificar manualmente alrededor de diez estrellas brillantes. Una vez encontrados los coeficientes de los polinomios que relacionan estos sistemas de coordenadas en cada placa, las coordenadas rectangulares de todas las estrellas  $(x, y)_{obj}$  son transformadas en coordenadas estándares  $(\xi, \eta)_{obj}$  y luego en coordenadas celestes ecuatoriales  $(\alpha, \delta)_{obj}$  mediante la inversión de la proyección gnomónica

$$\begin{aligned}\cot \delta \sin(\alpha - \alpha_0) &= \frac{\xi}{\sin \delta_0 + \cos \delta_0} \\ \cot \delta \cos(\alpha - \alpha_0) &= \frac{\cos \delta_0 - \eta \sin \delta_0}{\sin \delta_0 + \cos \delta_0}\end{aligned}\quad (10)$$

Este último conjunto de coordenadas se comparó con las coordenadas del catálogo de referencia  $(\alpha, \delta)_{ref}$ , mediante un algoritmo que busca las coincidencias en un área de

0.75" de radio. Se obtiene así un conjunto con un mayor número de estrellas de referencia y con estas estrellas se procedió a realizar un nuevo ajuste por cuadrados mínimos obteniéndose nuevos coeficientes. Con estos, se calcularon las coordenadas estándares para todas las estrellas  $(\xi, \eta)_{obj}$  y luego las correspondientes coordenadas celestes  $(\alpha, \delta)_{obj}$ . Este proceso iterativo se continúa hasta lograr la convergencia en los coeficientes del ajuste, lo que ocurre cuando no varían las estrellas de referencia identificadas.

Para analizar si variaban los errores dependiendo del conjunto de estrellas de referencia utilizadas en el ajuste por cuadrados mínimos, se trabajó con dos conjuntos diferentes: en primer lugar el ajuste solamente se realizó con las estrellas Tycho2 que tienen errores en movimientos propios menores que 2 msa/año ( $\epsilon_{pm} < 2.0$ ) y en segundo lugar otro ajuste con estrellas cuyos errores en movimientos propios son menores que 2.5 msa/año ( $\epsilon_{pm} < 2.5$ ). El número de estrellas de referencia identificadas en cada placa es dado en la Tabla 4.

*Tabla 4. Identificaciones de estrellas Tycho2 en cada placa*

Nplaca	Estrellas Ty2	Estrellas con $\epsilon_{pm} < 2.0$ [msa/año]	Estrellas con $\epsilon_{pm} < 2.5$ [msa/año]
4115	220	50	65
6453	449	26	40
6571	487	49	69
7033	353	33	77
7054	576	70	142

Es importante recordar que en los arcos de tiempo con los que se trabajó, los errores en los movimientos propios determinan los errores en las posiciones de referencia en la época de las placas. Para caracterizar estos últimos se multiplicó la mediana del error en los movimientos propios de las estrellas de referencia por el arco de tiempo correspondiente a cada placa; los resultados son mostrados en la Tabla 5.

Tabla 5. Mediana de los errores en las posiciones de las estrellas de referencia en la época de cada placa

Placa	Primer Época	Segunda Época	$\sigma_{(\alpha,\delta)}$ $\epsilon_{pm} < 2.0$	$\sigma_{(\alpha,\delta)}$ $\epsilon_{pm} < 2.5$
4115	1913.16	~2000	0.13	0.14
6453	1917.24	~2000	0.14	0.15
6571	1920.19	~2000	0.13	0.14
7033	1923.04	~2000	0.12	0.15
7054	1923.13	~2000	0.12	0.15

Se realizó la reducción de cada placa utilizando los dos conjuntos de estrellas de referencia y los dos modelos de transformación (lineal y cuadrático) con lo cual se obtuvieron para cada placa cuatro catálogos con posiciones en el cielo de todas las estrellas detectadas en la misma.

### 3.1.1. Análisis de errores

#### 3.1.1.1. Errores en función de las estrellas de referencia y enlace

Con el objeto de evaluar los errores numéricos, tanto la lectura de los catálogos como los cálculos de los coeficientes de los polinomios y de las posiciones finales se realizaron con dos precisiones:  $10^{-6}$  y  $10^{-8}$  grados. Al comparar las coordenadas obtenidas en ambos procesos de reducción se observaron sistemáticas dependientes de cada placa según se muestra en la Figura 16. Debido a que las diferencias entre las posiciones obtenidas con las citadas precisiones no superan los 4 [msa], se obtiene una cota para el error del cálculo numérico, optándose entonces por trabajar con precisión de  $1.10^{-8}$  grados.

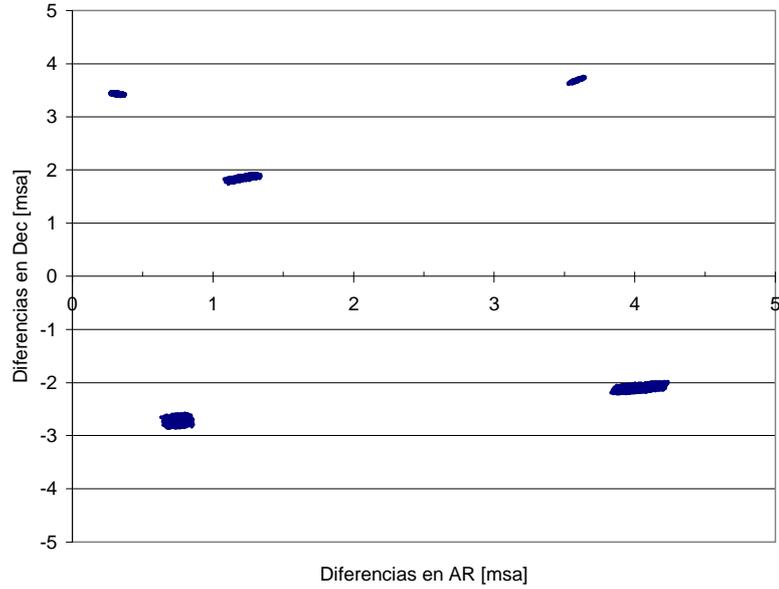


Figura 16. Diferencias de las coordenadas obtenidos para el ajuste individual con precisión de  $10^{-6}$  grados y  $10^{-8}$  grados. Cada nube de puntos agrupados corresponde a una placa diferente.

Una forma de evaluar los errores de los resultados es tomando la diferencia entre las posiciones calculadas y las posiciones de catálogo de las estrellas identificadas en Tycho2, estas diferencias son llamadas residuos y se calcularon mediante

$$\begin{aligned} \Delta\alpha &= \alpha_{\text{Ty2}} - \alpha_{\text{obj}} \\ \Delta\delta &= \delta_{\text{Ty2}} - \delta_{\text{obj}} \end{aligned} \quad (11)$$

No se encontró relación entre los residuos y la magnitud B de Tycho2, como se muestran en la Figura 17, por lo que se considera correcto no incluir términos de corrección por magnitud en los polinomios del ajuste.

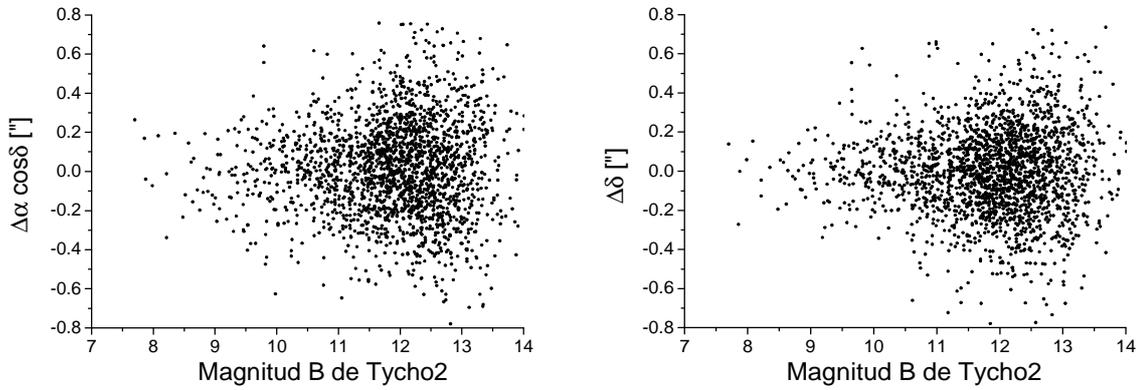


Figura 17. Residuos en  $(\alpha, \delta)$  como función de la magnitud B del catálogo Tycho2 para todas las estrellas identificadas. La dispersión aumenta a medida que lo hace la magnitud, pero esto se debe a que son estrellas más débiles y sus errores en la identificación son mayores.

Por otra parte, se graficaron los residuos de las posiciones calculadas mediante el modelo lineal con respecto a las estrellas Tycho2 identificadas en función de las coordenadas como se muestra en la Figura 18.

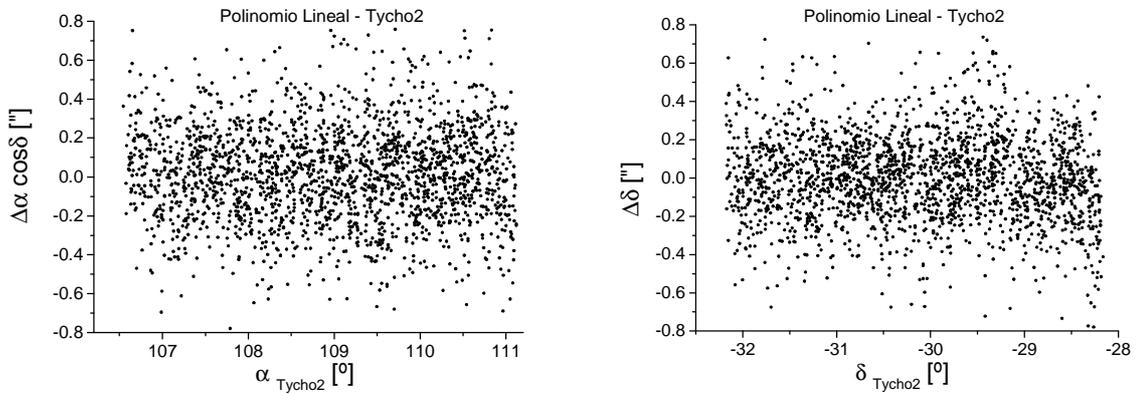


Figura 18a. Residuos en las posiciones de las estrellas Tycho2 identificadas calculadas con el modelo lineal utilizando estrellas de referencia con  $\epsilon_{pm} < 2.0$ .

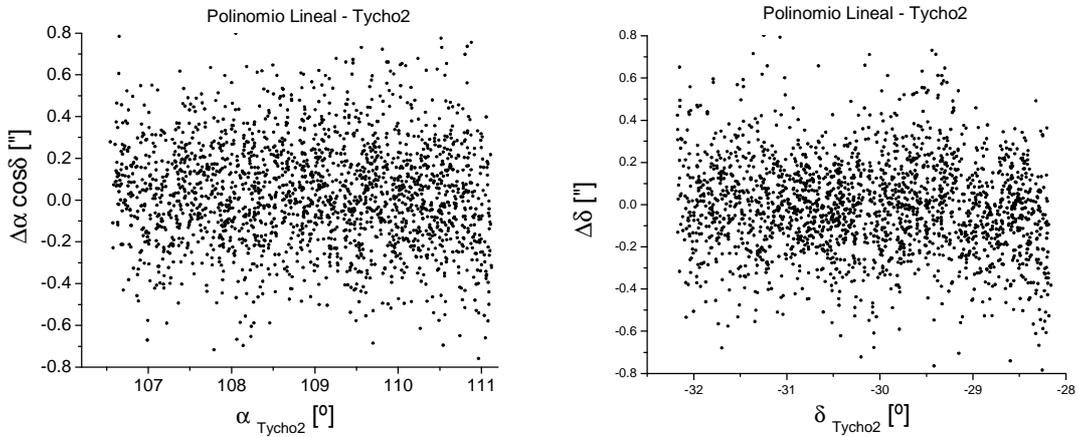


Figura 18b. Residuos en las posiciones de las estrellas Tycho2 identificadas calculadas con el modelo lineal utilizando estrellas de referencia con  $\varepsilon_{pm} < 2.5$ .

En la Figura 18 se aprecia que los residuos se distribuyen más o menos uniformemente sin concentraciones ni sistemáticas notables. Además no se observa diferencia significativa entre las distribuciones de los residuos de las reducciones con los dos conjuntos de estrellas de referencia considerados (Figuras 18a y 18b); debido a que este resultado se observa en todos los análisis posteriores se optó solamente por mostrar los gráficos para las posiciones calculadas con estrellas de referencia con errores en movimientos propios menores que 2.0 msa/año.

También se graficaron los residuos de las posiciones calculadas mediante el modelo cuadrático con respecto a las estrellas Tycho2 identificadas en función de las coordenadas como se muestra en la Figura 19.

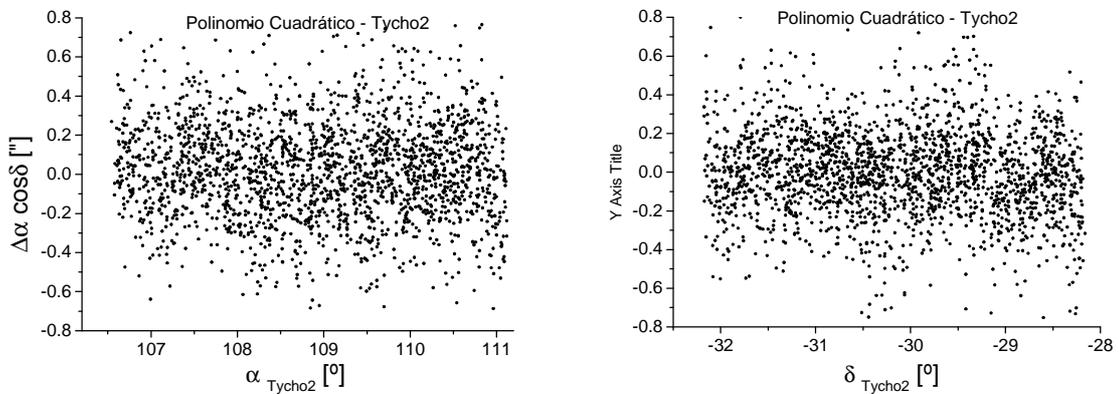


Figura 19. Residuos en las posiciones calculadas con el modelo cuadrático para todas las estrellas Tycho2 identificadas.

Los errores obtenidos utilizando el modelo lineal y el modelo cuadrático para las reducciones son mostrados en la Tabla 6.

*Tabla 6. Errores en el ajuste por cuadrados mínimos en cada coordenada para la reducción individual con estrellas Tycho2. Todos los valores están dados en segundos de arco.*

Placa	$\xi = P_1'(x,y)$	$\eta = P_1(x,y)$	$\xi = P_2'(x,y)$	$\eta = P_2(x,y)$
4115	0.15''	0.15''	0.14''	0.14''
6453	0.18''	0.11''	0.17''	0.11''
6571	0.16''	0.11''	0.14''	0.11''
7033	0.26''	0.20''	0.26''	0.12''
7054	0.14''	0.15''	0.15''	0.14''

Se calcularon también las dispersiones de los residuos en las posiciones para las estrellas de referencia, los resultados se muestran en la Tabla 7.

*Tabla 7. Media y desviación estándar de los residuos para las estrellas de referencia.*

	$\Delta\alpha \cos\delta$ ["]	$\Delta\delta$ ["]
Polinomio Lineal	$0.02 \pm 0.25$	$0.00 \pm 0.22$
Polinomio Cuadrático	$0.03 \pm 0.26$	$0.00 \pm 0.23$

### 3.1.1.2. Dependencia de los errores respecto de la posición en la placa

Para evaluar la existencia de sistemáticas no absorbidas por los modelos en las posiciones instrumentales (x,y) de las estrellas Tycho2 se construyeron gráficos de vectores cuyas componentes son proporcionales a los residuos en las direcciones (x,y); los valores se promediaron en celdas de 1024 [px] para disminuir el ruido superponiendo las contribuciones de todas las placas. Para ver más claramente como varía el tamaño de los vectores en función de la posición en la placa también se construyeron gráficos donde cada tono representa un intervalo de residuo. En la Figura

20a se observan los resultados correspondientes a la reducción con un polinomio lineal y en la Figura 20b los correspondientes a la reducción con un polinomio cuadrático.

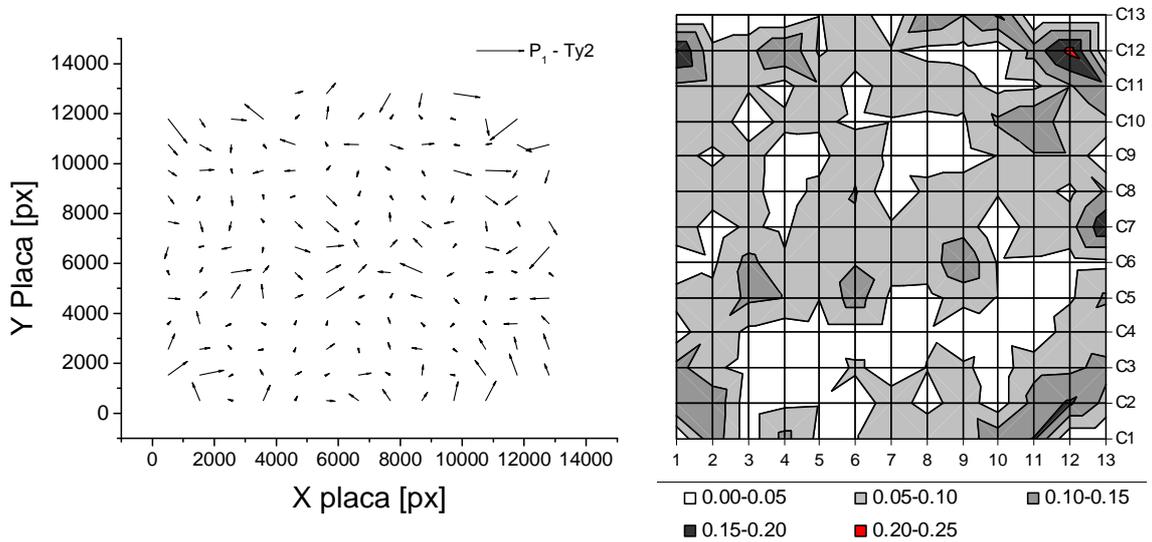


Figura 20a. Residuos con respecto a la posición en las placas para el modelo lineal. Izquierda. Gráfico de vectores donde cada vector tiene una escala de  $2000[px]=1['']$ . Derecha. Los mismos resultados en un gráfico donde cada tono representa la longitud de los vectores.<sup>5</sup>

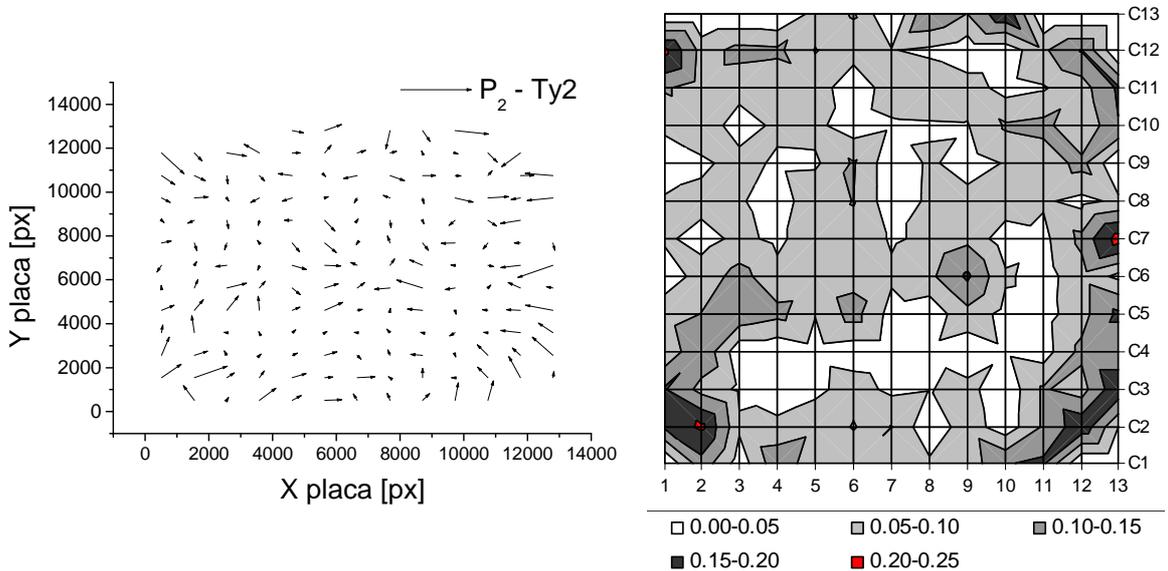


Figura 20b. Residuos con respecto a la posición en las placas para el modelo cuadrático. Izquierda: gráfico de vectores donde cada vector tiene una escala de  $2000[px]=1['']$ . Derecha: los mismos resultados en un gráfico donde cada tono representa la longitud de los vectores.<sup>5</sup>

<sup>5</sup> Las escalas de las placas en cada gráfico son ligeramente diferentes por razones de edición.

De la comparación de las Figuras 20a y 20b se observa que ambos modelos muestran residuos mayores hacia los bordes, aunque el modelo cuadrático los presenta levemente superiores.

### 3.1.1.3. Comparación de modelos

Para saber cuál modelo adoptar, el lineal o el cuadrático, un criterio utilizado es ver si existe o no dependencia entre los residuos de ambos. Si hay correlación alta entre estos, significa que los residuos que provienen de usar la fórmula lineal no tienen que ver con descartar términos de orden superior (Pauwels, 1998).

Se verificó que en este caso existe una alta correlación entre los residuos de ambos modelos para todas las placas, lo que apoya la elección del ajuste lineal. En la Figura 21 se muestra la relación en los residuos para las placas CdC7054 y CA4115 a modo ilustrativo.

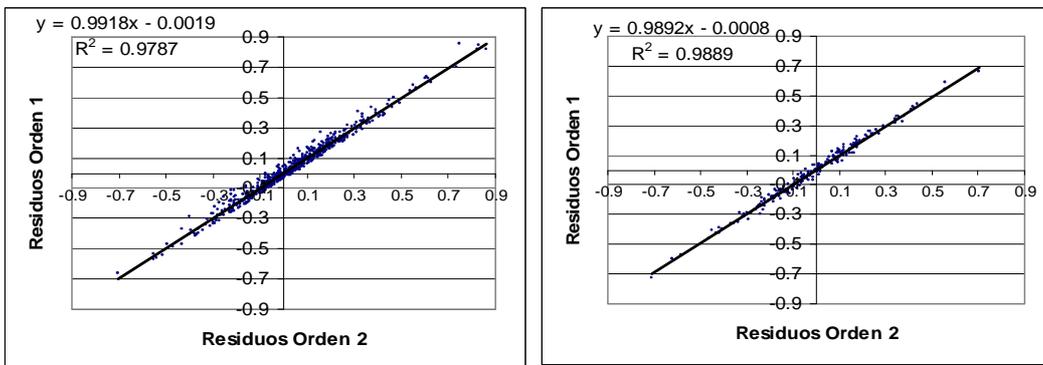


Figura 20. Relación entre los residuos para las placas CA4115 y CdC7054. Todos los valores están dados en segundos de arco.

### 3.1.1.4. Dependencia de los errores respecto de las coordenadas celestes

Para evaluar el comportamiento global de la reducción individual en las coordenadas  $(\alpha, \delta)$  para todo el campo, se construyó un gráfico de vectores, cuyas componentes son proporcionales a los residuos en cada coordenada. En la Figura 21 se muestra un mosaico compuesto por las placas, donde los valores han sido promediados

en celdas de 18' de lado para el modelo lineal finalmente adoptado. En general no aparecen efectos sistemáticos, aunque en la zona que corresponde a la placa 7033 -parte inferior derecha de cada gráfico- los errores son algo superiores que en el resto del campo y puede deberse a que en esta zona tenemos pocas identificaciones Tycho2 (ver Tabla 5).

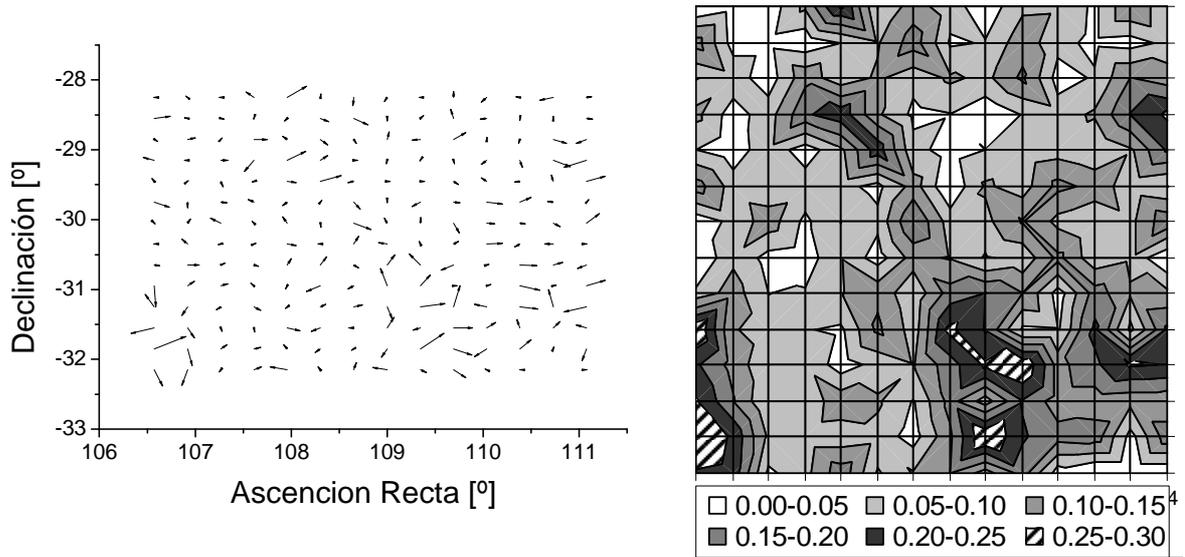


Figura 21. Izquierda: gráfico de residuos con respecto a las coordenadas celestes para el modelo lineal, donde cada vector tiene una escala de  $1''=1$ ". Derecha: los mismos resultados en un gráfico donde cada tono representa la longitud de los vectores.<sup>6</sup>

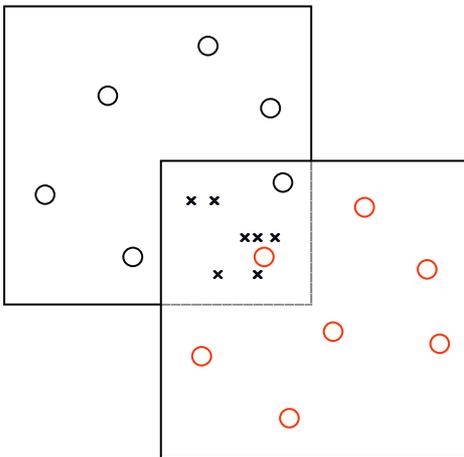
### 3.2. Ajuste en Bloque

Cuando se trabaja con varias placas que tienen áreas del cielo en común se pueden introducir condiciones de vínculo adicionales para la reducción. El método que se utilizó en este caso se denomina Ajuste en Bloque y fue inicialmente propuesto por Stock (1981), quien sugirió que el mismo es superior debido a que en la forma de reducción individual de las placas uno puede encontrar efectos sistemáticos en las áreas que tengan en común las mismas que no pueden ser compensados. Téngase en cuenta

<sup>6</sup> Las escalas de las placas en cada gráfico son ligeramente diferentes por razones de edición.

que cuando Stock propuso que el ajuste en bloque era superior al individual una de las limitaciones que se tenía en la reducción astrométrica era la poca cantidad de estrellas de referencia.

La hipótesis básica de este método es que cada estrella tiene una única posición en el cielo en un tiempo dado. Se emplea entonces un procedimiento que reduce todas las placas simultáneamente, imponiendo en la solución para cada placa no solamente el mejor ajuste con el catálogo de referencia sino también el mejor ajuste entre estrellas que se encuentran en el área en común de las placas, denominadas estrellas de enlace (Figura 22).



*Figura 22. Esquema de 2 placas con áreas en común. Los círculos representan las estrellas de referencia y las cruces las estrellas de enlace.*

Esquemáticamente las líneas generales a seguir están enumeradas a continuación:

Se consideran las posiciones estelares como puntos en la esfera unitaria, con coordenadas tridimensionales  $(\xi, \eta, \zeta)$ ;  $(\xi, \eta)$  se encuentran en el plano del Ecuador con  $\eta$  en dirección al Punto Vernal y  $\zeta$  perpendicular a este plano en la dirección al Polo Norte, como se aprecia en la Figura 23. Estas coordenadas se obtienen a partir de las relaciones

$$\begin{aligned} \xi &= \text{sen } \alpha \cos \delta \\ \eta &= \cos \alpha \cos \delta \\ \zeta &= \text{sen } \delta \end{aligned} \tag{12}$$

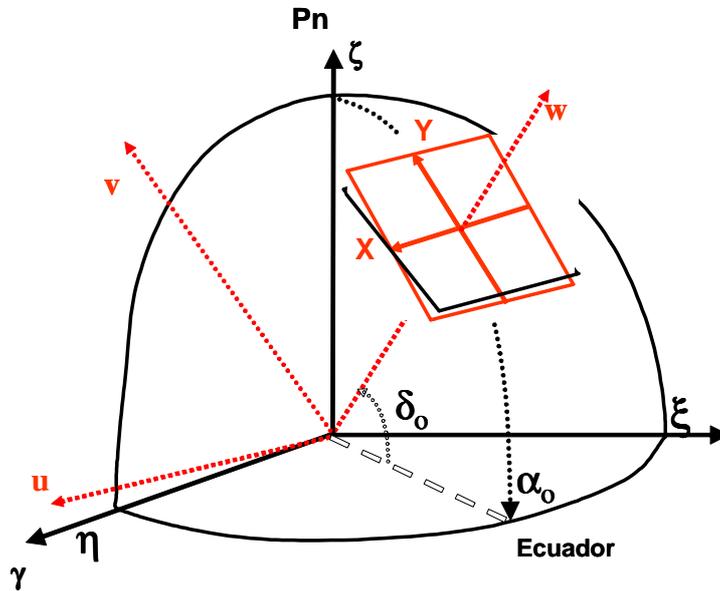


Figura 23. Ubicación de los sistemas  $(\xi, \eta, \zeta)$  y  $(u, v, w)$  en la esfera unitaria.

Las coordenadas instrumentales medidas en cada placa  $(x,y)$  son transformadas en coordenadas cartesianas en la esfera unitaria  $(u, v, w)$ ; el plano  $(u,v)$  es paralelo al plano de la placa y  $w$  perpendicular a la misma pasando por su centro. La relación que define estas coordenadas está dada por

$$\begin{aligned} \tan r &= (x^2+y^2)^{1/2} / f \\ u &= x/f \cos r \\ v &= y/f \cos r \\ w &= \cos r \end{aligned} \tag{13}$$

donde  $f$  es la distancia focal del telescopio. Las ecuaciones anteriores están dadas para la proyección gnomónica con el origen de las coordenadas instrumentales coincidente con el centro geométrico de la placa.

El sistema  $(u,v,w)$  puede ser convertido en  $(\xi,\eta,\zeta)$  mediante una matriz de transformación, única para cada placa. Si no hay distorsiones en el campo de ningún tipo y tampoco errores accidentales en los datos, entonces las matrices halladas poseen

las propiedades de una matriz de rotación ortogonal, es decir que la suma de los cuadrados de los elementos de una fila o columna es igual a uno, así como su determinante.

Normalmente esto no sucede por varias razones, por ejemplo: si la distancia focal real del telescopio ( $f$ ) tiene un valor ligeramente distinto al utilizado o si la placa no estaba perpendicular al sistema óptico, ocasionando distintos factores de escala en cada coordenada  $x$  o  $y$ .

La ventaja si no se imponen condiciones para los coeficientes es que la matriz empírica absorbe estos efectos mencionados e incluso otros más complicados (Stock, 1981).

Luego, para poder determinar los elementos de la matriz se escriben dos tipos de ecuaciones que relacionan los sistemas  $(u,v,w)$  y  $(\xi,\eta,\zeta)$ :

**Ecuaciones de referencia:** construidas cuando una estrella de referencia es medida en la placa  $m$ .

$$\begin{aligned}\xi_i &= a_{m11} u_{mi} + a_{m12} v_{mi} + a_{m13} w_{mi} \\ \eta_i &= a_{m21} u_{mi} + a_{m22} v_{mi} + a_{m23} w_{mi} \\ \zeta_i &= a_{m31} u_{mi} + a_{m32} v_{mi} + a_{m33} w_{mi}\end{aligned}\quad (14)$$

**Ecuaciones de enlace:** construidas cuando una estrella ha sido identificada en algún par de placas, por ejemplo,  $m$  y  $n$

$$\begin{aligned}a_{m11} u_{mi} + a_{m12} v_{mi} + a_{m13} w_{mi} - (a_{n11} u_{ni} + a_{n12} v_{ni} + a_{n13} w_{ni}) &= 0 \\ a_{m21} u_{mi} + a_{m22} v_{mi} + a_{m23} w_{mi} - (a_{n21} u_{ni} + a_{n22} v_{ni} + a_{n23} w_{ni}) &= 0 \\ a_{m31} u_{mi} + a_{m32} v_{mi} + a_{m33} w_{mi} - (a_{n31} u_{ni} + a_{n32} v_{ni} + a_{n33} w_{ni}) &= 0\end{aligned}\quad (15)$$

Estas últimas ecuaciones simplemente expresan que las coordenadas medidas en ambas placas deben tener la misma posición en el cielo.

Los sistemas 14 y 15 se resuelven simultáneamente con el método de cuadrados mínimos (Numerical Recipes 1992), hallando de esta forma los elementos de las matrices de transformación  $a_{ij}$  para todas las placas.

Con estas matrices se puede construir el vector  $(\xi, \eta, \zeta)_{obj}$  para cada estrella y mediante la transformación inversa de (12) obtener las coordenadas en el cielo  $(\alpha, \delta)_{obj}$  de las mismas.

Para comenzar a aplicar el método, es necesario hacer previamente una identificación preliminar manual de algunas estrellas de referencia y aplicarlo reiteradas veces hasta obtener el mayor número de identificaciones posibles. En la presente etapa, se aprovechó la identificación de las estrellas de referencia realizada en el ajuste individual con anterioridad. También se aprovecharon los resultados anteriores para identificar las estrellas de enlace.

Con el objeto de evaluar cómo afecta el número de estrellas de referencia y la precisión en sus movimientos propios en el resultado final, se tomaron dos conjuntos de estrellas de referencia: uno cuyo movimiento propio no excediera los 2.0 msa/año y otro que no superara los 2.5 msa/año, al igual que en la reducción individual

### **3.2.1. Análisis de errores**

#### **3.2.1.1. Errores en función de las estrellas de referencia y enlace**

A fin de evaluar los errores en los resultados, se siguió en general el mismo tipo de análisis que el utilizado para el ajuste individual.

En los resultados que siguen, no se evidenció diferencia entre utilizar estrellas de referencia con errores en movimientos propios menores que 2.0 msa/año o menores que 2.5 msa/año, por lo que se concluye que es suficiente trabajar con las primeras, igual que lo obtenido en el ajuste individual.

Al igual que en el análisis de la reducción individual, se graficaron los residuos en función de la magnitud B de Tycho2 (Figura 24), donde se observa que la dispersión aumenta a medida que lo hace la magnitud, pero esto puede deberse a que son estrellas más débiles y por lo tanto con menor relación señal/ruido.

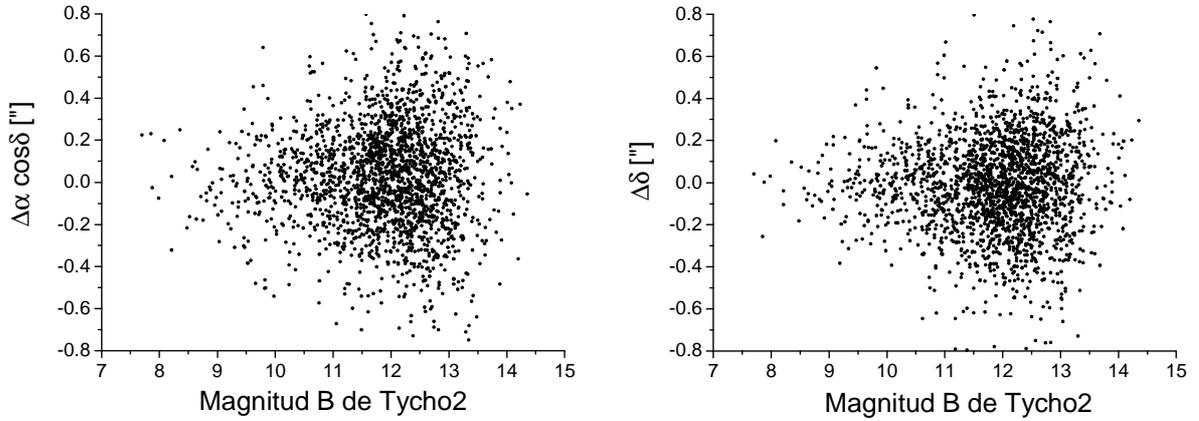


Figura 24. Residuos en  $(\alpha, \delta)$  como función de la magnitud B del catálogo Tycho2 para todas las estrellas identificadas.

Se graficaron los residuos  $\Delta\alpha$  y  $\Delta\delta$ , definidos en (11), de las estrellas Tycho2 en función de las coordenadas (Figura 25a). La distribución de residuos en  $\alpha$  puede considerarse libre de errores sistemáticos, mientras que en  $\delta$  se observan errores sistemáticos constituidos por una pequeña modulación sumada a un corte ubicado en el centro de la distribución, que corresponde a la zona de solapamiento de placas CdC.

En la Figura 25b se muestra el resultado de realizar el ajuste exclusivamente con placas CdC, donde se observa un incremento de los errores sistemáticos mencionados.

En un intento de eliminar estos errores, se quitaron las ecuaciones de enlace (15) entre pares de placas CdC para las superposiciones en ascensión recta como en declinación y se evaluaron nuevamente los residuos en función de las coordenadas como se muestra en la Figura 25c. En esta figura se aprecia una atenuación de los efectos sistemáticos, por lo que el uso de la placa CA está plenamente justificado para obtener resultados satisfactorios del ajuste en bloque.

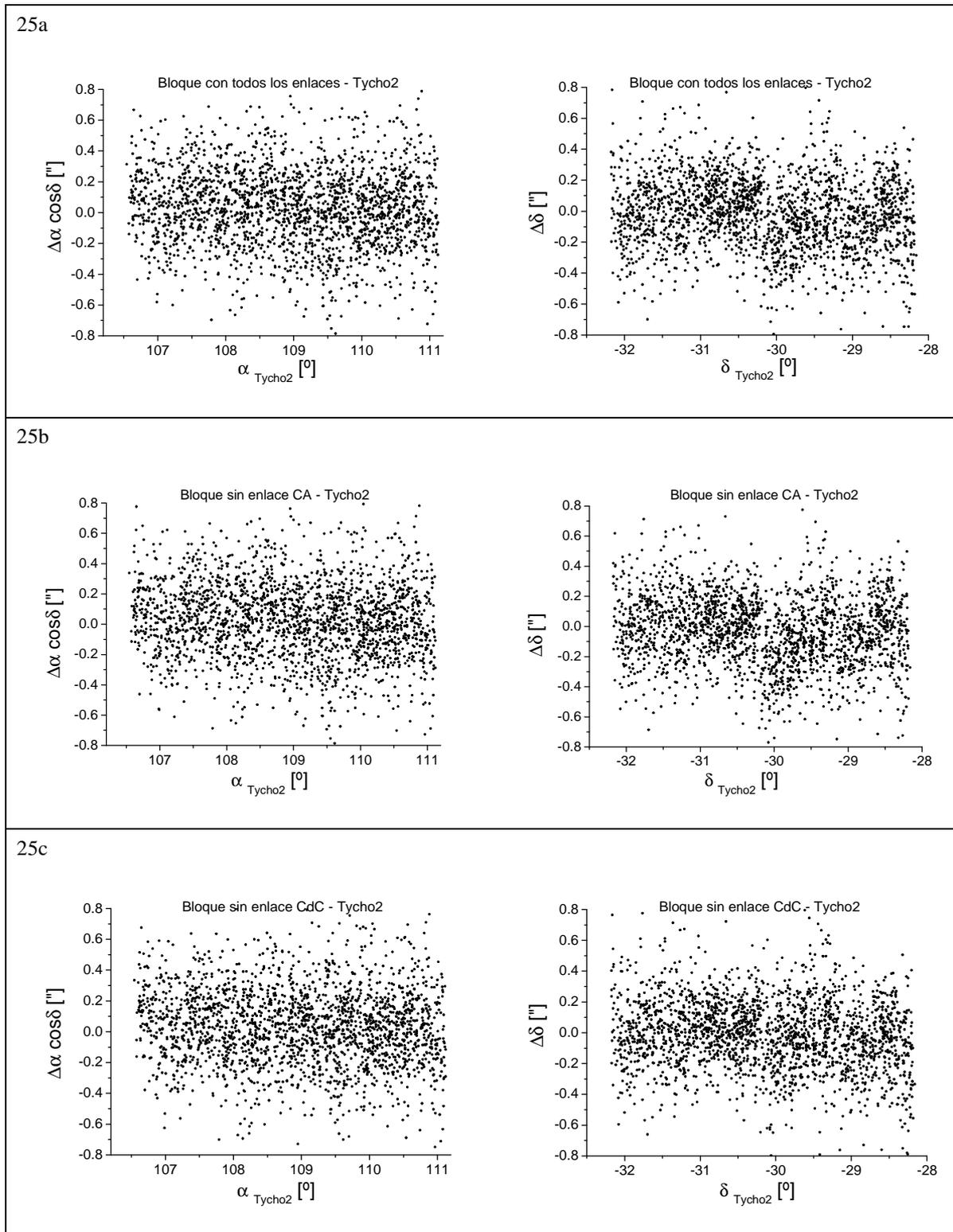


Figura 25. Comportamiento de los residuos entre las posiciones del ajuste en bloque y las posiciones Tycho2. Arriba: ajuste con todas las ecuaciones de enlace. Centro: ajuste eliminando sólo las ecuaciones de enlace del CA con las CdC. Abajo: ajuste eliminando las ecuaciones de enlace entre placas CdC.

Debido a que las distribuciones de los residuos para las estrellas de referencia en cada uno de los ajustes realizados son normales, una forma de caracterizarlas es con los valores de la media y la dispersión, dados en la Tabla 8.

*Tabla 8. Residuos en  $(\alpha, \delta)$  del ajuste en bloque para distintos conjuntos de ecuaciones de enlace*

	Residuos $\alpha$ ["]	Residuos $\delta$ ["]
Bloque Completo	$0.03 \pm 0.25$	$-0.02 \pm 0.23$
Bloque sin enlaces CdC	$0.03 \pm 0.25$	$-0.01 \pm 0.23$
Bloque sin enlaces CA	$0.03 \pm 0.25$	$-0.03 \pm 0.24$

Las dispersiones para los tres modelos del ajuste en bloque utilizados no muestran diferencia, aunque en la figura 25c la sistematicidad observada en  $\delta$  tiende a desvanecerse cuando se eliminan las ecuaciones de enlace entre placas CdC, debido a ello se optó por trabajar eliminando dichas ecuaciones como se mencionó anteriormente.

Una de las posibles causas que inducen la sistematicidad es que la superposición entre placas CdC ocurre siempre hacia los bordes de las mismas donde la calidad de los centroides es menor a causa de los errores ópticos.

### 3.2.1.2. Dependencia de los errores respecto de la posición en la placa

De la misma forma que cuando se trabajó en el ajuste individual, para evaluar si existían sistemáticas no absorbidas por la reducción con respecto a las posiciones  $(x,y)$  en las placas se construyeron gráficos de vectores donde sus componentes son proporcionales al residuo en ambas direcciones; los valores se promediaron en celdas de 1024 [px] para disminuir el ruido y se promediaron las contribuciones de todas las placas. Para ver más claramente como varía la longitud de los vectores también se construyó un gráfico donde cada tono representa un intervalo de módulo del residuo (Figura 26).

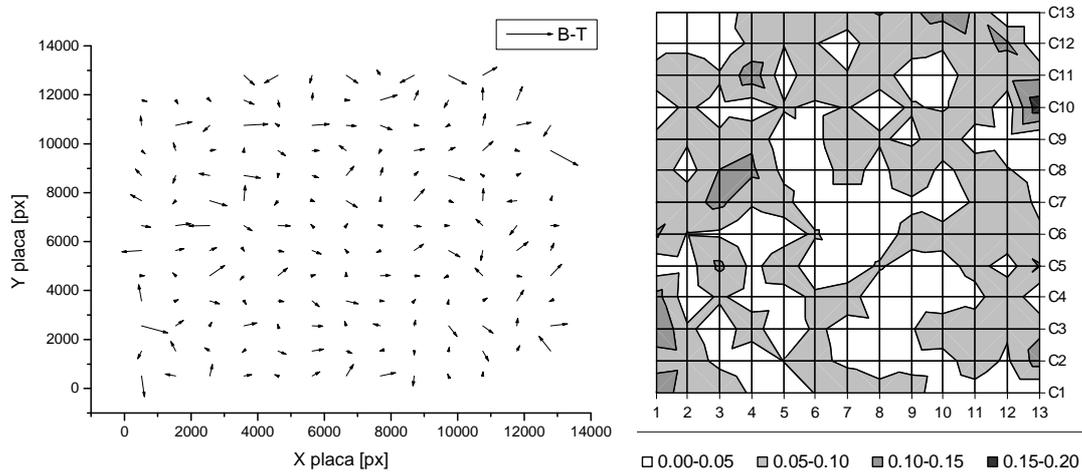


Figura 26. Residuos con respecto a la posición en las placas  $(x,y)$  para el ajuste en bloque. Izquierda: gráfico de vectores donde cada vector tiene una escala de  $2000[px]=1''$ . Derecha: los mismos resultados en un gráfico donde cada tono representa la longitud de los vectores.<sup>7</sup>

Estos gráficos muestran que los errores están más o menos uniformemente distribuidos en la superficie de la placa sin tendencias apreciables.

### 3.2.1.3. Dependencia de los errores respecto de las coordenadas celestes

Para evaluar el comportamiento global del ajuste en bloque en coordenadas celestes  $(\alpha,\delta)$  para todo el campo, se construyó un gráfico de vectores, donde las

<sup>7</sup> Las escalas de las placas en cada gráfico son ligeramente diferentes por razones de edición.

componentes de los mismos es proporcional a los residuos en el espacio, con los valores promediados en celdas de  $18'$  de lado según se muestra en la Figura 27.

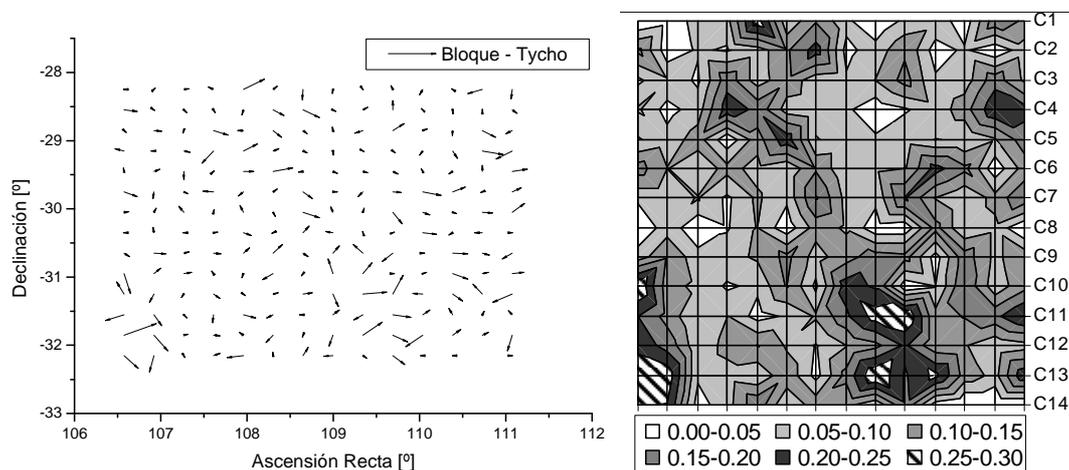


Figura 27. Izquierda: gráfico de vectores donde se encuentran los residuos con respecto a las coordenadas celestes para el ajuste en bloque, construido a partir de un mosaico compuesto por las placas, donde cada vector tiene una escala de  $1''=1''$ . Derecha: los mismos resultados en un gráfico donde cada tono representa la longitud de los vectores.<sup>8</sup>

En general estos gráficos no muestran comportamientos sistemáticos de los residuos, aunque también en esta reducción en la zona que corresponde a la placa 7033 - parte inferior derecha de cada gráfico- los errores son algo superiores que en el resto del campo.

<sup>8</sup> Las escalas de las placas en cada gráfico son ligeramente diferentes por razones de edición.

### 3.3. Catálogo de posiciones de primera época

El catálogo de posiciones en el cielo obtenido hasta este paso posee los datos del ajuste individual lineal y del ajuste en bloque. El mismo tiene 9542 entradas que corresponden a todas las estrellas que se hallaron en las 5 placas bajo estudio. Debido a la superposición entre las placas, aparecen estrellas repetidas una o más veces con distintas entradas, por lo que se hizo necesario depurar el catálogo para obtener coordenadas celestes ( $\alpha, \delta$ ) únicas para cada estrella. Para ello se elaboraron programas de identificación cuyo algoritmo consistía en buscar a partir de cada entrada del catálogo, una entrada que estuviera en un área menor a la que cubre un círculo de radio  $r$ .

Se debió encontrar un compromiso para el radio de búsqueda a fin de que sea lo suficientemente grande como para identificar las posiciones de las estrellas en otras placas (i.e. en otra época) pero su tamaño no debía ser tan grande como para incluir falsas identificaciones estelares;

Para tratar de definir cuál era el mejor radio para la identificación, se probó el método con radios crecientes de : 1", 2", 3" y 4". Los resultados son mostrados en la Tabla 11

*Tabla 11. Resultados de búsqueda de entradas múltiples en el catálogo.*

	$r = 1''$	$r = 2''$	$r = 3''$	$r = 4''$
1 entrada	8632	8602	8598	8598
2 entradas	410	425	427	427
3 entradas	30	30	30	30
4 entradas	0	0	0	0

En la Tabla 11 se puede apreciar cómo aumenta la cantidad de estrellas con dos identificaciones a medida que se aumenta el radio. Cuando se aumentó del radio de 3" a 4" la cantidad de estrellas con dos o más identificaciones no varió es por ello que se eligió  $r=3''$  para depurar el catálogo. El valor de 3" es bastante más pequeño que los 8" que separan las exposiciones múltiples en las placas CdC. Es así como finalmente se

obtuvieron 30 estrellas que se encontraban en tres placas, 427 en dos placas y 8598 estrellas en una sola placa, haciendo un total de 9055 estrellas en nuestro catálogo.

Para el cálculo de las coordenadas finales de cada estrella se optó por usar un promedio de las coordenadas medidas en cada placa donde dicha estrella fue identificada, pesadas por los errores de centrado  $\sigma_{\alpha \cos \delta_i}$  y  $\sigma_{\delta_i}$  de la placa (Tabla 3).

Si bien las estrellas en las placas CdC varían su error de centrado con respecto a la distancia al centro de la placa (Figura 15), las coincidencias entre pares de estrellas de placas CdC se produce en los bordes de las mismas aproximadamente a la misma distancia del centro por lo que su peso es afectado de manera similar; cuando se encuentran coincidencias CA-CdC las primeras tienen errores de centrado incluso tres veces menor, lo que se traduce en decir que es mucho más importante la posición CA. Es por ello que se asocia el error de cada posición estelar al valor nominal del error de centrado correspondiente a la placa donde se encuentra. De esta forma los  $(\alpha, \delta)$  medios para estrellas medidas en más de una placa están dados por

$$\bar{\alpha} = \frac{\sum_i \alpha_i \omega_i}{\sum_i \omega_i}; \text{tomando } \omega_i = 1/\sigma_{\alpha \cos \delta_i} \quad (16)$$

$$\bar{\delta} = \frac{\sum_i \delta_i \omega_i}{\sum_i \omega_i}; \text{tomando } \omega_i = 1/\sigma_{\delta_i}$$

donde el subíndice  $i$  hace referencia a la  $i$ -ésima placa.

Para calcular el error en cada coordenada se realizó propagación de errores

$$\sigma_{\bar{\alpha} \cos \delta} = \frac{\sqrt{N}}{\sum_i 1/\sigma_{\alpha_i}} \quad ; \quad \sigma_{\bar{\delta}} = \frac{\sqrt{N}}{\sum_i 1/\sigma_{\delta_i}} \quad (17)$$

Dado que cada placa tiene su propia época, la época de las coordenadas medias también resulta de un promedio pesado de la misma forma que (16). Finalmente se obtuvo un catálogo con posiciones medias  $(\alpha, \delta)$ , sus respectivos errores medios  $(\sigma_\alpha, \sigma_\delta)$  y épocas medias para cada estrella en el marco de referencia del ICRS.

La distribución de los errores nominales para las posiciones estelares se puede ver en la Figura 28. El error de las posiciones del catálogo final se puede dar en términos de la mediana que caracteriza dichas distribuciones:

$$\sigma_{\alpha \cos \delta} = 0.17'' \text{ y } \sigma_\delta = 0.16''.$$

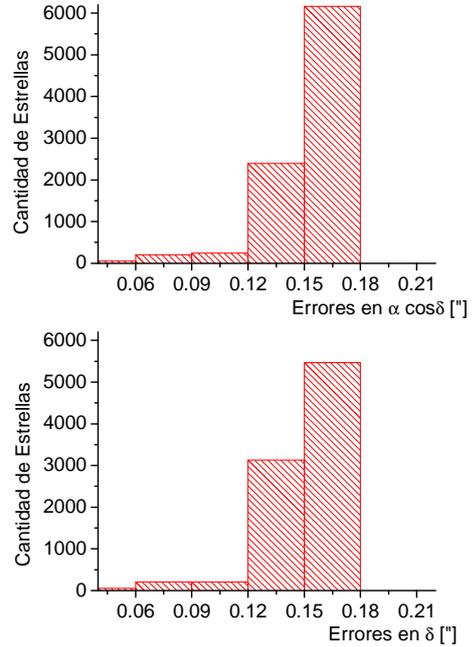


Figura 28. Distribución de los errores nominales para el cálculo de las posiciones estelares.

### 3.4. Error del Catálogo

Para caracterizar el error del catálogo construido en la reducción individual y del construido en el ajuste en bloque, se tomaron las dispersiones de los residuos en las posiciones de las estrellas Tycho2, es decir:

Tabla 12. Valor medio y dispersión de los residuos en las posiciones calculadas con respecto a Tycho2.

	$\alpha \Delta \cos \delta ["]$	$\Delta \delta ["]$
Polinomio Lineal	$0.02 \pm 0.25$	$0.00 \pm 0.22$
Bloque sin enlaces CdC	$0.03 \pm 0.25$	$-0.01 \pm 0.23$

Si se tiene en cuenta que se han calculado las dispersiones de las diferencias de dos posiciones a partir de

$$\Delta\alpha = \alpha - \alpha_{Ty2}$$

el error puede ser despejado de

$$\sigma_{\Delta\alpha}^2 = \sigma_{\alpha}^2 + \sigma_{\alpha Ty2}^2$$

obteniéndose

$$\sigma_{\alpha} = \sqrt{\sigma_{\Delta\alpha}^2 - \sigma_{\alpha Ty2}^2}$$

Los errores de las posiciones Ty2 en las épocas de las placas  $-\sigma(\alpha, \delta)_{Ty2}$  se deben calcular sumando los errores de las posiciones en la época del catálogo (0.055 ["] según Høg et al. 2000) más la propagación de los errores de los movimientos propios en las épocas de las placas -valores de la Tabla 4-, lo que para las estrellas de referencia en un arco de tiempo de 80 años significa aproximadamente 0.13 ["], por lo tanto

$$\sigma_{\alpha Ty2} \sim [(0.055)^2 + (0.13)^2]^{1/2} \sim 0.14 ["]$$

Tomando en cuenta este error y los valores de dispersión de la Tabla 12, se obtuvieron los errores en las posiciones calculadas del catálogo:

$$\sigma_{\alpha} \sim [(0.25)^2 - (0.14)^2]^{1/2} \sim 0.20 ["]$$

$$\sigma_{\delta} \sim [(0.23)^2 - (0.14)^2]^{1/2} \sim 0.18 ["]$$

## 4. Movimientos Propios

### 4.1. Posiciones de segunda época

Se calcularon los movimientos propios utilizando el catálogo con posiciones medias  $(\bar{\alpha}, \bar{\delta})$  para la primera época y la comparación para encontrar la segunda época se realizó seleccionando un área de los catálogos Tycho2, UCAC2 y USNOB; los datos de estos catálogos se buscaron a través del servicio Vizier, seleccionando una ventana cuadrada de 260' de lado, centrada en AR(J2000): 108.88° y Dec.( J2000): -30.18°.

Se construyó un algoritmo cuya función era encontrar para cada estrella sus posiciones en todos los catálogos considerados y por lo tanto en distintas épocas. Para lograr esto se debieron corregir las posiciones estelares de los catálogos por movimientos propios en el caso de que esté disponible este dato; las estrellas Tycho2 y USNOB que no tienen información de movimientos propios también fueron incluidas en la identificación. Las estrellas de USNOB que tienen época 2000 y error en las coordenadas iguales a cero no fueron consideradas en la comparación ya que son entradas Tycho2 o Tycho1 y si se tuvieran en cuenta, introducirían un sesgo a las posiciones promedio por estar considerada dos veces la misma.

Se buscaron las coincidencias entre catálogos adoptando un radio de búsqueda de 2.5'', con lo cual se encontró el 97% de estrellas de nuestro catálogo en alguna otra época, es decir en Tycho2, UCAC2 o USNOB. El 94% de las estrellas de nuestro catálogo tiene identificaciones en USNOB y el mismo porcentaje en UCAC2, siendo identificadas en ambos catálogos el 87% del total.

### 4.2. Cálculo de movimientos Propios

En el caso de estrellas con sólo dos identificaciones, es decir en dos épocas distintas, el movimiento propio se calculó según su definición: la variación de las coordenadas con respecto al tiempo, según se observa en la Figura 29; para evaluar los errores en los mismos se utilizó la propagación de errores.

$$\mu_{\alpha}, \mu_{\delta} = \Delta\alpha/\Delta t, \Delta\delta/\Delta t$$

con error

$$\sigma_{\mu(\alpha)}; \sigma_{\mu(\delta)} = \frac{1}{\Delta t} \left[ \sigma_{\alpha_1}^2 + \sigma_{\alpha_2}^2 \right]^{1/2}; \frac{1}{\Delta t} \left[ \sigma_{\delta_1}^2 + \sigma_{\delta_2}^2 \right]^{1/2}$$

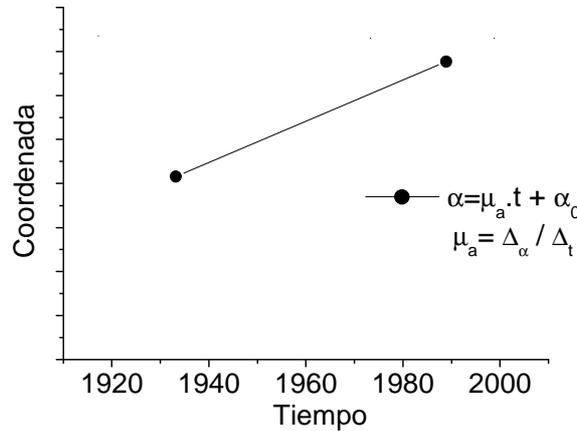


Figura 29. La recta que pasa por los puntos de coordenadas  $(\alpha_1, t_1)$  y  $(\alpha_2, t_2)$  tiene pendiente  $\mu_\alpha = \Delta\alpha/\Delta t$

Cuando la estrella posee tres o más identificaciones, se combinaron estos datos para ajustar una recta por el método de cuadrados mínimos. El principio de este método se basa en hacer que la suma de las distancias elevadas al cuadrado entre la recta de cuadrados mínimos y los datos sea la mínima (usualmente esta suma es denominada residuo). En otras palabras se debe minimizar la expresión

$$R = \sum_i [y_i - (ax_i + b)]^2 w_i = \sum_i [\partial_i]^2 w_i \quad (19)$$

Usualmente  $w_i$  es llamada la función peso de la función e indica la importancia que tiene cada dato cuando se resuelve la ecuación.

Los errores fueron estimados de acuerdo a los lineamientos de Numerical Recipes (1992)

$$S = \sum_i \omega_i \quad S_x = \sum_i \omega_i x_i \quad S_{xx} = \sum_i \omega_i x_i^2 \quad \Delta = S \cdot S_{xx} - (S_x)^2$$

$$\sigma_{\text{pendiente}}^2 = (S/\Delta) \quad (20)$$

donde  $x_i$  es la coordenada en la cual se quiere hallar el movimiento propio y  $\omega_i$  es el peso que posee.

En la Figura 30 se muestra un caso donde se hace un ajuste con  $\omega_i = \text{cte} = 1$  (de aquí en adelante MCM) con una línea de a trazos y otro ajuste con  $\omega_i = 1/\sigma_i^2$  (MCMP de aquí en adelante) con línea continua usualmente hallado en la literatura como método Chi-Cuadrado (Numerical Recipes, 1992).

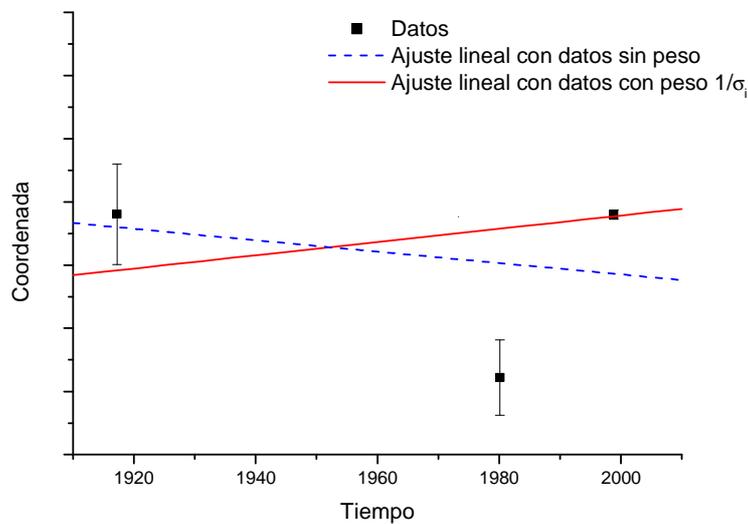


Figura 30. Comparación del ajuste cuadrados mínimos y cuadrados mínimos pesado.

La recta con pendiente negativa le da igual importancia a todos los datos, sin embargo esto no es correcto ya que cada posición tiene su error dependiente del catálogo y la estrella que se está utilizando. La curva con pendiente positiva es la de cuadrados mínimos pesados y los puntos con menor error están más cerca de la curva que aquellos con mayor error. Sin embargo el problema de este último método es que si alguno de los catálogos tiene una subestimación de los errores en alguna de las coordenadas, el resultado será viciado por este punto.

Siguiendo los lineamientos del tratamiento de datos de los catálogos UCAC2 y Tycho2, el valor de  $\sigma_i$  adoptado es el que corresponde al error nominal en  $\alpha$  o  $\delta$  dependiendo del movimiento propio que se requiere hallar, es decir en este caso el error de centrado (Tabla 3).

Para calcular el valor de la pendiente y su error mediante MCM y MCMP se utilizó la función LSFIT desarrollada para trabajar bajo Microsoft EXCEL (Philip Kromer, UT-Austin Modern Physics Lab, 1999). La función LSFIT puede realizar ajuste por cuadrados mínimos pesados y sin pesar y los resultados de este método fueron comparados con los de ESTIMACIÓN.LINEAL de EXCEL y Linear.Fit de Origin 6.0 dando siempre resultados indistinguibles.

En total se obtuvieron movimientos propios para 8774 estrellas de las 9055 identificadas en las exposiciones múltiples. Los movimientos propios calculados con 3 épocas fueron 7922 mientras que los restantes 852 se calcularon con sólo 2 épocas. El detalle de las épocas utilizadas para calcular cada movimiento propio se muestra en la Tabla 12.

Tabla 12. Detalle de las épocas utilizadas para calcular cada movimiento propio

CdC-CA	UCAC2	USNOB	Tycho2	Tycho2*	Nº estrellas
si	no	no	no	no	281
si	si	si	no	no	5723
si	si	no	si	no	2108
si	si	no	no	si	91
si	si	no	no	no	213
si	no	si	no	no	589
si	no	no	si	no	22
si	no	no	no	si	28

\* corresponde a 167 entradas en dicho catálogo que por diversos motivos no tienen determinados los movimientos propios.

### 4.3. Análisis de completitud

Se denomina completitud de un catálogo con respecto a otro a la razón entre la cantidad de estrellas identificadas en ambos catálogos respecto al total de estrellas del catálogo de comparación y usualmente se da en pequeños intervalos de magnitud.

Con el objetivo de obtener la completitud en distintas regiones del campo, se tomaron círculos de un grado de radio alrededor de los centros de cada placa CdC, haciendo la comparación en intervalos de 0.5 magnitudes con los catálogos UCAC2 (Figura 31) y USNOB (Figura 32).

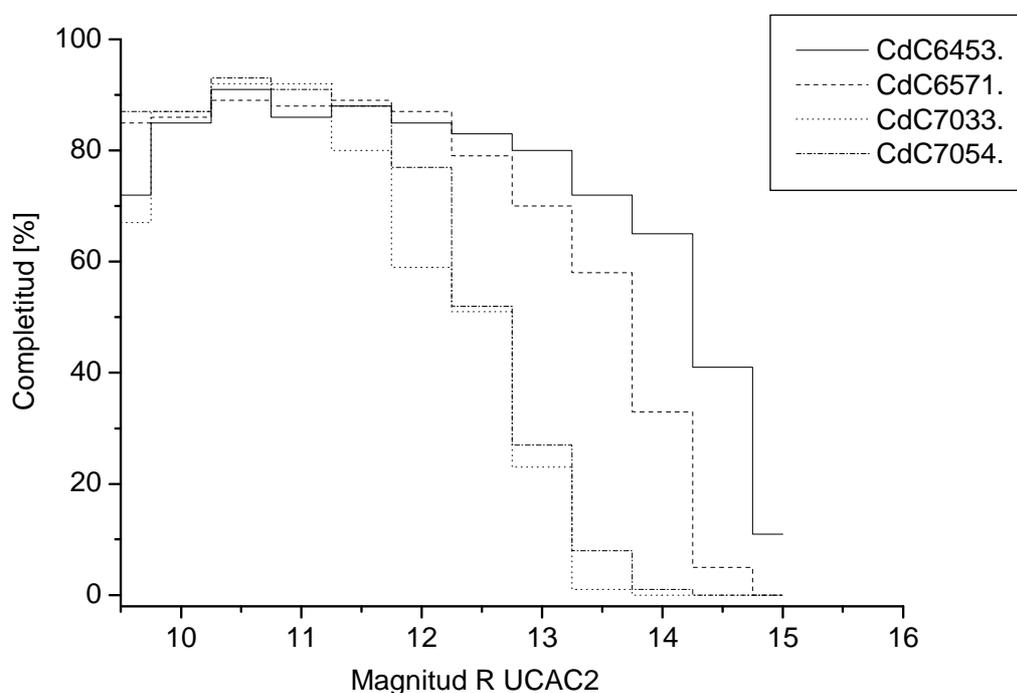


Figura 31. Completitud de las placas CdC con las que se trabajó, en función de la magnitud R de UCAC2.

Debido a que la Figura 31 proviene de la comparación con un catálogo construido a través de un sistema detector digital -que se considera es cercano a un detector “ideal”- se estimó que la misma representa de mejor forma la completitud de las placas. Se observó que dicha completitud es superior al 80% en magnitud R=12.5 para las

placas CdC6453 y CdC6571, mientras que las placas de menor “profundidad” CdC7033 y CdC7054 decaen rápidamente en completitud a partir de magnitud  $R=11.5$ ; sin embargo estas últimas placas parecen ser más completas en las estrellas más brillantes, posiblemente debido a que estas estrellas son saturadas en las placas más profundas y no pueden ser detectadas en la digitalización.

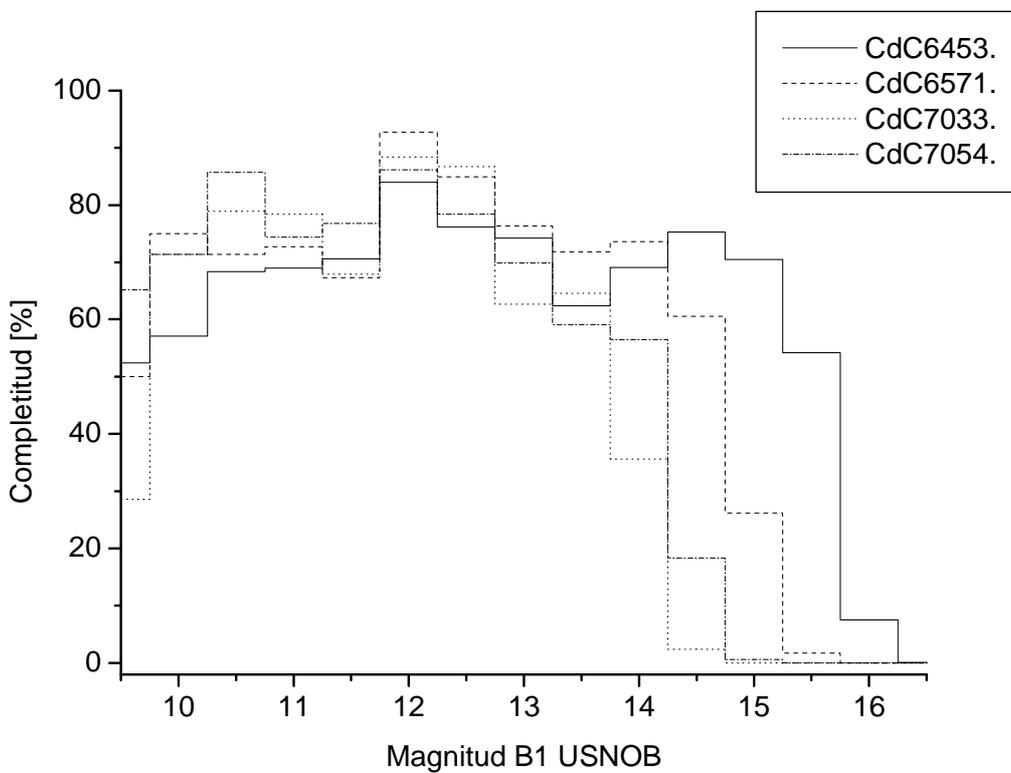


Figura 32. Completitud de las placas CdC con las que se trabajó, en función de la magnitud B1 de USNOB.

La Figura 32 muestra la comparación con un detector de características similares al usado en este trabajo (placas fotográficas sensibles a la magnitud B, digitalizadas con un microdensitómetro) es por ello que se lo consideró útil para estimar la magnitud límite alcanzada por cada placa. Se observa que la placa CdC6453 posee algo más de 50% de identificaciones estelares en magnitud B1 15.5 (magnitud en el catálogo USNOB). En la placa CdC7033 se aprecia que la cantidad de estrellas detectadas es

cercana al 90% en magnitud  $B_1=12.5$  pero decae abruptamente para estrellas menos brillantes; un inconveniente que se presenta al evaluar estos resultados es que el cúmulo Collinder 132 se ubica mayormente en la zona del campo cubierta por esta placa y la magnitud límite no es la estimada inicialmente, es decir  $B_1=14.5$  para las placas CdC, razón por la cual la cantidad de estrellas que se aporten no superan en gran medida a las proporcionadas por Tycho2.

#### 4.4. Errores

##### 4.4.1. Comparación con otros catálogos

A fin de evaluar los resultados, se calcularon cuatro conjuntos de movimientos propios tomando:  $\omega_i = \text{cte} = 1$  (denominados  $\mu_{\text{MCM}}$ ), tomando  $\omega_i = 1/\sigma_i^2$  (denominados  $\mu_{\text{MCMP}}$ ) utilizando en cada grupo las posiciones de primera época provenientes del ajuste individual y del ajuste en bloque.

Una forma de evaluar la calidad de estos movimientos propios calculados es tomando la diferencia con respecto a otros catálogos, en este caso se comparó con Tycho2 y UCAC2, aunque considerando que es más adecuada la comparación con Tycho2 porque este catálogo posee errores más pequeños.

Los resultados mostraron que las diferencias corresponden a distribuciones normales y los valores de la media y dispersiones halladas se encuentran en la Tabla 13.

Tabla 13. Resultados de la comparación entre los valores obtenidos para  $\mu$  con los distintos tipos de reducción astrométrica y con los distintos métodos de cálculo de movimiento propio.

	Bloque [msa/año]		Individual [msa/año]	
	$\Delta\mu_\alpha$	$\Delta\mu_\delta$	$\Delta\mu_\alpha$	$\Delta\mu_\delta$
$\mu_{\text{MCMP}} - \mu_{\text{ty2}}$	$-0.3 \pm 4.8$	$0.1 \pm 3.9$	<b><math>-0.1 \pm 4.7</math></b>	<b><math>0.0 \pm 3.9</math></b>
$\mu_{\text{MCMP}} - \mu_{\text{UCAC2}}$	$1.4 \pm 6.0$	$-0.9 \pm 5.0$	<b><math>1.5 \pm 6.0</math></b>	<b><math>-1.2 \pm 5.0</math></b>
$\mu_{\text{MCM}} - \mu_{\text{ty2}}$	$-0.3 \pm 5.1$	$0.1 \pm 4.1$	$-0.1 \pm 5.0$	$0.0 \pm 4.1$
$\mu_{\text{MCM}} - \mu_{\text{UCAC2}}$	$0.3 \pm 6.3$	$-1.0 \pm 5.6$	$0.5 \pm 6.3$	$-1.5 \pm 5.6$

Del análisis de los resultados en la Tabla 13 se deduce que los movimientos propios calculados están mejor correlacionados con los de Tycho2 en el caso de utilizar el MCMP, ya sea empleando las posiciones del ajuste en bloque como las del ajuste individual. Las distribuciones de las diferencias con Tycho2 y UCAC2 en los

movimientos propios en ambas coordenadas se muestran en la Figura 33, y los valores medios y dispersiones correspondientes del ajuste individual son los dados en “negrita” en la Tabla 13.

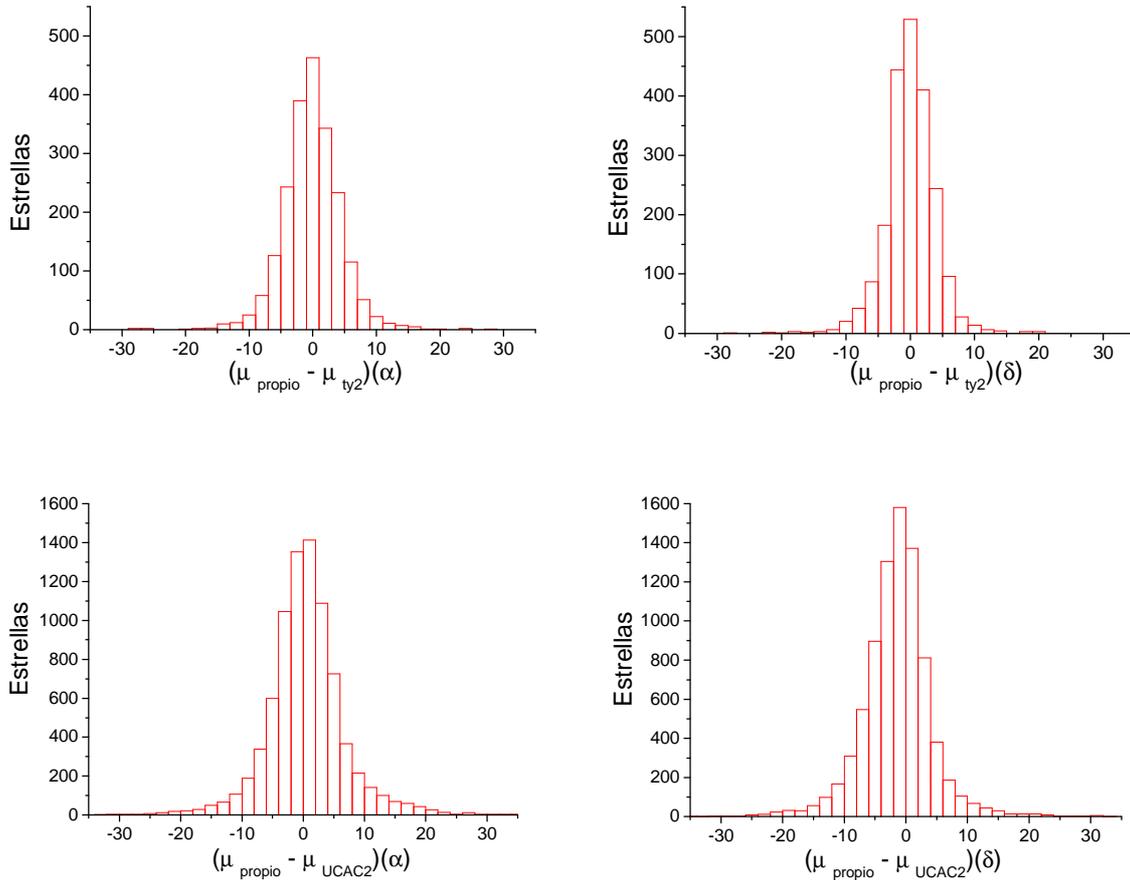


Figura 33. Histogramas de las diferencias entre los movimientos propios calculados con los de Tycho2 (arriba) y con los de UCAC2 (abajo). Todos los valores están dados en [msa/año].

Por otra parte se construyeron gráficos para evaluar cómo variaban los residuos en movimiento propio con respecto a la magnitud B de Tycho2. El análisis se realizó para los cuatro conjuntos de movimientos propios obtenidos arrojando resultados similares. En la Figura 34 se muestran los resultados obtenidos de la comparación con Tycho2 a partir de los movimientos propios calculados con las posiciones del ajuste individual.

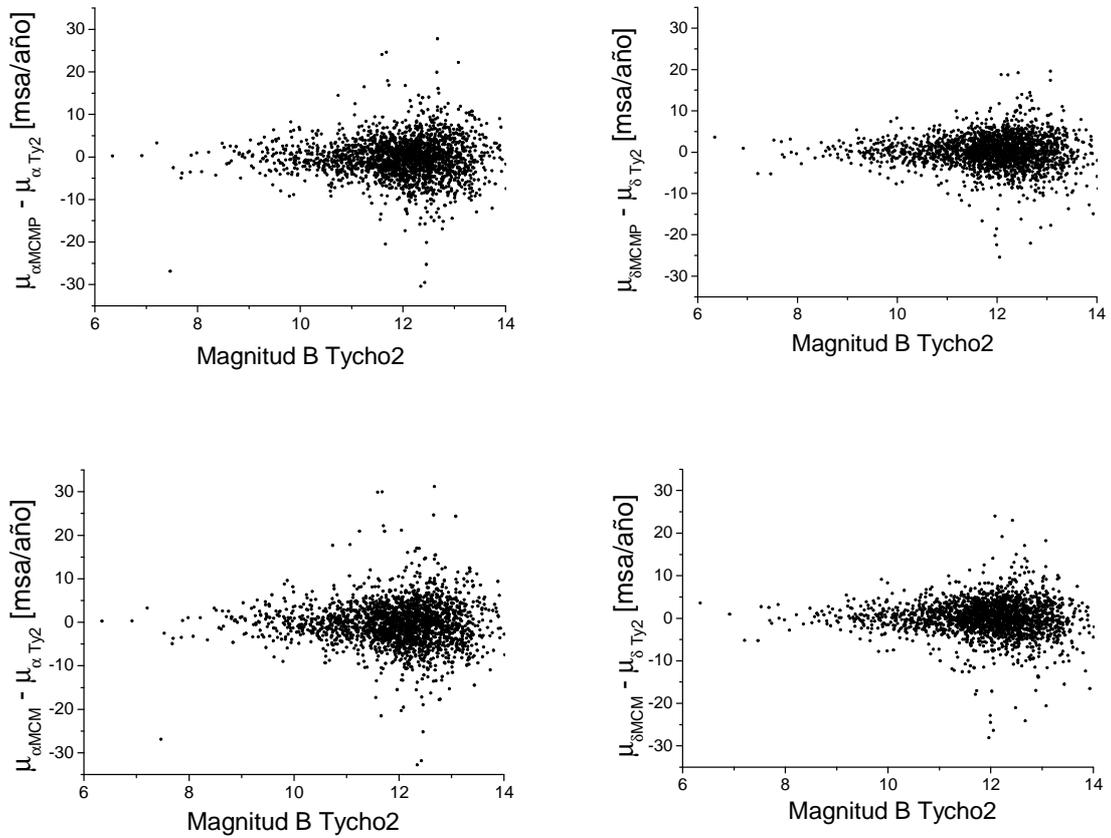


Figura 34. Arriba. Relación entre el residuo de  $\mu$  determinado con el MCMP con respecto a la magnitud B del catálogo Tycho2. Abajo:  $\mu$  determinado con el MCM.

Además, también se evaluó la dependencia de los errores ( $\sigma_{\mu(\alpha)}, \sigma_{\mu(\delta)}$ ) en función de la magnitud B de Tycho2 y los resultados se muestran en la Figura 35.

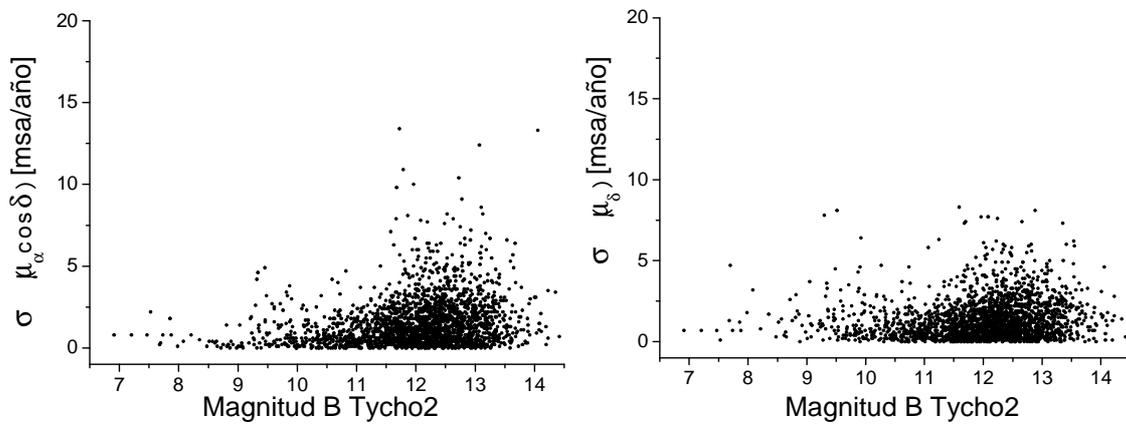
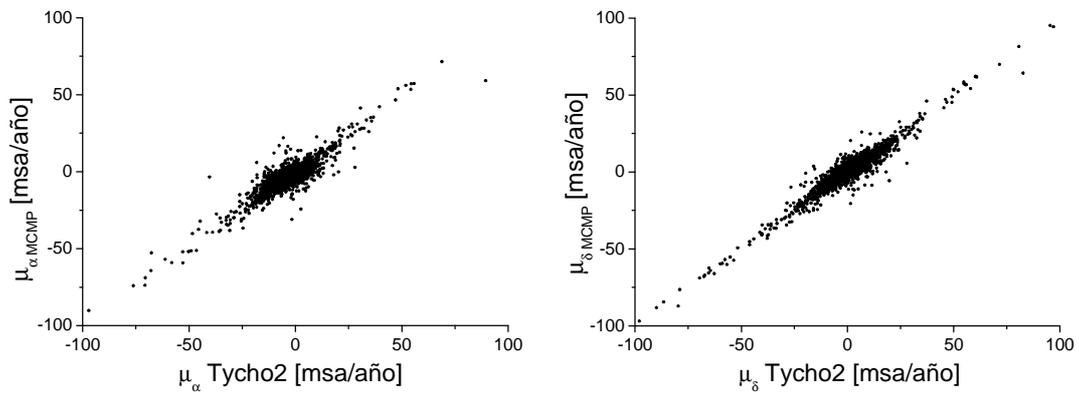


Figura 35. Dependencia de los errores en  $(\mu_\alpha \cos \delta, \mu_\delta)$  en función de la magnitud B de Tycho2.

Los resultados mostrados en las Figuras 34 y 35 no revelan ninguna sistematicidad en los residuos de los movimientos propios ni en sus errores con respecto a la magnitud B de Tycho2.

Por último, se graficaron movimientos propios obtenidos con ambos métodos en función de los movimientos propios de las estrellas Tycho2 con el objeto de ver si los mismos estén bien correlacionados (Figura 36).



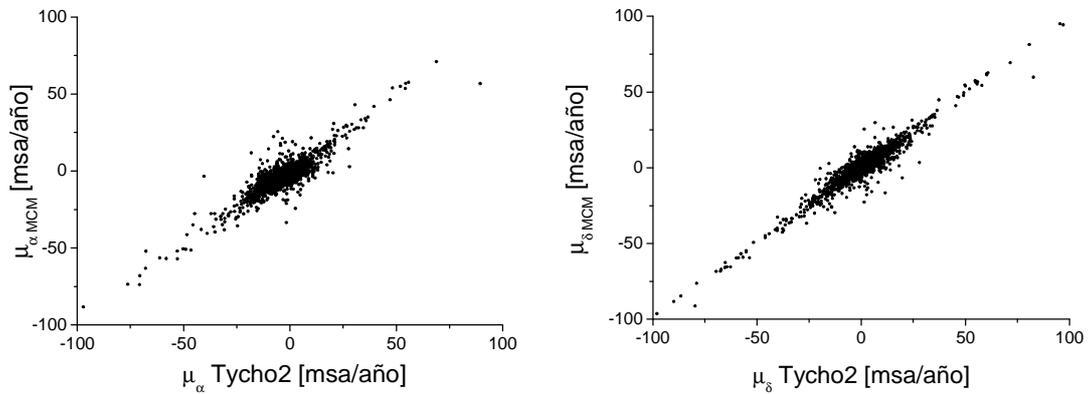


Figura 36. Arriba. Relación entre  $\mu$  calculado con MCMP y  $\mu$  del catálogo Tycho2. Abajo. Relación entre  $\mu$  calculado con MCM y  $\mu$  del catálogo Tycho2.

#### 4.4.2. Errores internos

Los errores internos obtenidos en el cálculo de movimientos propios están directamente asociados a los errores en las posiciones utilizadas para el mismo. El análisis de los errores internos se realizó sólo sobre los movimientos propios que tienen menor dispersión y media cercana a cero cuando se hace la diferencia con Tycho2, es decir la reducción de las placas en forma individual con el polinomio lineal y los movimientos propios obtenidos con MCMP (valores en negrita en la Tabla 13).

Se construyó un histograma de los errores de los movimientos propios según ascensión recta y declinación calculados a partir de dos épocas y calculados a partir de tres épocas. Los resultados se muestran en la Figura 37. En el caso de dos épocas se identificaron dos acumulaciones del error: una en torno a 2[m/s/año] para los movimientos propios calculados con UCAC2 y la otra en torno a 3 [m/s/año] para los movimientos propios que utilizaron los datos de USNOB. La mediana de los errores internos para el total de los movimientos propios así como también para los calculados con dos y tres épocas por separado son dados en la Tabla 14.

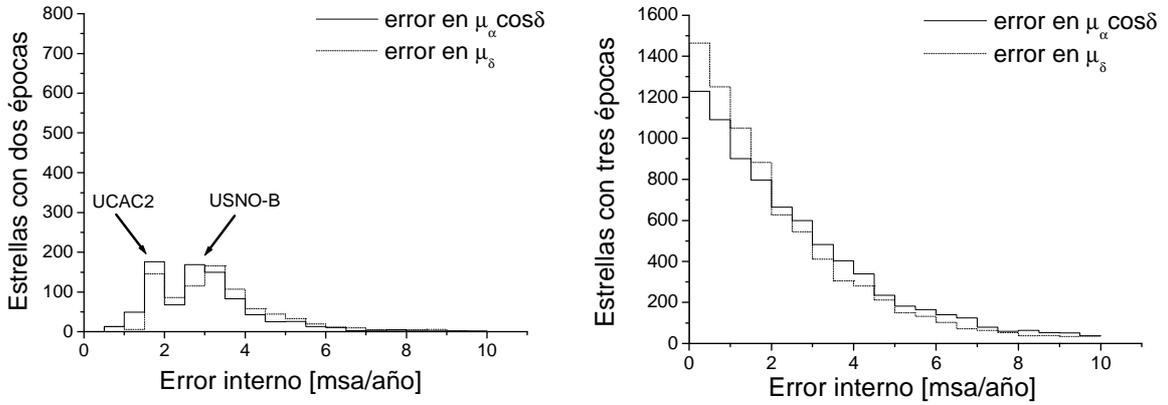


Figura 37. Frecuencia de los errores en los movimientos propios en ambas coordenadas para el conjunto calculado con 2 épocas (izquierda) y para el conjunto calculado con 3 épocas (derecha).

Tabla 14. Mediana de los errores internos para los movimientos propios calculados.

	$\mathcal{E}_{(\alpha \cos \delta)}$ [msa/año]	$\mathcal{E}_{(\delta)}$ [msa/año]	MP calculados
Todos	2.1	1.8	8774
2 épocas	2.9	3.2	852
3 épocas	2.0	1.6	7922

#### 4.4.3. Análisis de los errores obtenidos.

Las dispersiones de las distribuciones en la Figura 33 caracterizan los errores para la diferencia de movimientos propios calculados con respecto a los catálogos de referencia, por ejemplo

$$\Delta\mu = \mu_{Ty2} - \mu_{MCMP} \quad \text{con error} \quad \sigma_{\Delta\mu}^2 = \left[ \sigma_{\mu_{Ty2}}^2 + \sigma_{\mu_{MCMP}}^2 \right] \quad (21)$$

de la expresión 21 se puede despejar el valor del error en el movimiento propio calculado y se obtiene

$$\sigma_{\mu \text{ MCMP}} = \sqrt{\sigma_{\Delta\mu}^2 - \sigma_{\mu \text{ Ty2}}^2} \quad (22)$$

Se utilizó la mediana de los errores de los movimientos propios en los catálogos de comparación para estimar

$$\sigma(\mu_{\alpha}, \mu_{\delta})_{\text{Ty2}} = (3.4 ; 2.7) \text{ [msa/año] para Tycho2}$$

$$\sigma(\mu_{\alpha}, \mu_{\delta})_{\text{UCAC2}} = (5.6 ; 4.9) \text{ [msa/año] para UCAC2}$$

Reemplazando estos valores en la ecuación (22) se obtuvo un error en el movimiento propio de

$$\sigma(\mu_{\alpha}, \mu_{\delta})_{\text{MCMP}} = (3.2 ; 2.8) \text{ [msa/año] comparando con Tycho2}$$

$$\sigma(\mu_{\alpha}, \mu_{\delta})_{\text{MCMP}} = (2.2 ; 1.0) \text{ [msa/año] comparando con UCAC2;}$$

La diferencia entre estos valores estimados para los errores en los movimientos propios puede deberse o bien a que los errores de los movimientos propios en Ty2 estén sub-evaluados o bien los errores en UCAC2 estén sobre-evaluados; igualmente los resultados derivados para los errores son consistentes con los estimados a partir de ajuste (Tabla 14) lo que en principio permite concluir que se modelan correctamente los movimientos propios y su error está directamente asociado a los errores en la posición de las estrellas utilizadas para su cálculo.

## 5. Collinder 132

Los cúmulos abiertos constituyen sistemas de objetos estelares jóvenes de gran valor para el estudio de la dinámica de la Galaxia, debido al amplio rango de edades que abarcan y a que su edad puede ser determinada mejor que ningún otro trazador en los brazos espirales con la ayuda de los diagramas HR. Además, los cúmulos abiertos son objetos claves para entender el movimiento de los brazos espirales y para derivar la curva de rotación de la galaxia (Dias et al 2001).

Existen varias formas de identificar los miembros de un cúmulo a partir de una muestra de estrellas en una región del cielo. Las características en común que comparten sus miembros incluyen parámetros de distancia (los miembros de un cúmulo se encuentran en un volumen limitado), parámetros cinemáticos (los miembros tienen velocidades espaciales similares) o parámetros fotométricos (los miembros poseen la misma edad y la misma composición química).

### 5.1. Antecedentes

Distintos autores han estudiado a Collinder132 desde su descubrimiento en 1931 por Collinder (1931), quien señaló la existencia de un grupo de estrellas de 18 miembros esparcidos en una región de aproximadamente  $85'$  a una distancia de 270 pc, a partir del estudio de placas Franklin Adam. Posteriormente Ruprecht (1966), realizó una clasificación de varios cúmulos a partir del estudio de placas fotográficas. La clasificación utilizada es la dada por Trumpler (1930), en ella se tienen en cuenta el grado de concentración de las estrellas centrales, el rango de luminosidad de los miembros y el número de estrellas que contiene el mismo; si es necesario también se mencionan propiedades conspicuas (por ejemplo la forma, presencia de una nebulosa, etc). De esta forma, Coll132 es clasificado como un cúmulo de clase III3p, es decir un cúmulo esparcido sin concentraciones notables, compuesto por menos de 50 estrellas débiles y brillantes que se encuentran más o menos uniformemente distribuidas.

El primer estudio fotométrico lo realiza Clariá (1977), a partir de un conjunto de observaciones realizadas en 1975. El mismo consta de datos fotométricos en el sistema UBV para 35 estrellas brillantes dentro de un círculo de un grado alrededor del centro

asumido del cúmulo complementados con mediciones  $H_{\beta}$  para 18 estrellas en el área, la mayoría del tipo espectral B. La interpretación de los resultados condujo a identificar dos secuencias principales, y deducir la presencia de 2 cúmulos Coll 132 A (con 12 miembros), y Coll 132B (con 8 miembros) a distancias de 560 y 330 pc respectivamente.

Posteriormente Eggen (1983), realizó fotometría en Banda Intermedia y  $H_{\beta}$  para 14 estrellas en la región del cúmulo, encontrando evidencia de 2 grupos desconectados; el primero relacionado con el cúmulo Collinder 140 y el segundo grupo identificado como una asociación del tipo CMa OB2.

Debido a las discrepancias entre estos trabajos, Baumgardt (1998) estudió la zona de Coll132 con ayuda del catálogo Hipparcos. Estudió un área de  $3^{\circ} \times 3^{\circ}$  alrededor del centro del cúmulo, que incluye 35 estrellas Hipparcos. Se observó una concentración en  $\mu_{\alpha} = -3$  msa/año y  $\mu_{\delta} = 4$  msa/año, y se realizó un análisis fotométrico y cinemático sobre esta muestra. Se eliminaron estrellas con paralaje incompatible y utilizando técnicas fotométricas se identificaron 2 secuencias principales tomando en cuenta la distribución espacial de dichas estrellas. Sus resultados lo llevaron a concluir que una de las agrupaciones de estrellas no muestra una clara concentración y están distribuidas de una manera más o menos aleatoria; concluyó que pertenecen a una asociación libre y de las paralajes de Hipparcos se determinó  $\Pi = 0.53 \pm 0.44$ , una distancia similar a la propuesta por Eggen ( $d = 830 \pm 40$  pc). Las estrellas de la otra secuencia principal mostraba una concentración alrededor de  $\alpha = 109^{\circ}$   $\delta = -31^{\circ}$  que indicaría según el autor, la presencia de un cúmulo. La paralaje media encontrada por Hipparcos para estas estrellas es equivalente a una distancia de 575 pc, es decir similar al grupo Coll 132A propuesto por Clariá.

Robichon (1999) realizó otro trabajo bajo la hipótesis de que los miembros de un cúmulo comparten paralajes y movimientos propios en común y calculó la paralaje media del cúmulo pero sólo para 8 estrellas identificadas en Hipparcos, obteniendo  $\Pi_{med} = 1.54 \pm 0.33$  lo que resulta equivalente a una distancia de unos 650 pc.

Dias et al. (2001) calcularon los movimientos propios de varios cúmulos abiertos con los datos proporcionados por el catálogo Tycho2, y con el objetivo de obtener estos

parámetros se identifican sus miembros utilizando el método de pertenencia de Sanders (1971). En el caso de Coll132 se obtiene que 102 estrellas tienen probabilidad de pertenencia mayor al 51% y los datos obtenidos por el autor se dan en la Tabla 15.

Finalmente en la literatura se encontró un último trabajo publicado Kharchenko et al (2005), donde los autores trabajaron con datos cinemáticos y fotométricos del catálogo ASCC-2.5 (Kharchenko et al. 2001), una ampliación del Tycho2 que posee datos fotométricos B y V en el sistema estándar de Johnson y velocidades radiales para algunas estrellas. La identificación de los miembros del cúmulo se realizó mediante un criterio de pertenencia que usa la densidad estelar proyectada en un área de 1 grado cuadrado alrededor del centro del cúmulo. Los parámetros cinemáticos que obtiene el autor son dados en la Tabla 15.

Los datos obtenidos para las estrellas utilizadas por Robichon (1999) y Baumgardt (1998) aparecen también en la Tabla 15.

*Tabla 15. Movimiento Propio del cúmulo Coll132 obtenido por distintos autores.*

	$\mu_{\alpha} \cos \delta$ [msa/año]	$\mu_{\delta}$ [msa/año]	Área de estudio	Cantidad miembros	Diámetro asignado
Baumgardt (1998)	-3.0	4.0	3° x 3°	5	--
Robichon et al. (1999)	-3.57±0.24	4.16±0.31	6° x 6°	8	--
Dias et al. (2001)	-2.0±3.6 (-4.0±12.8)	3.0±3.6 (2.3±19.7)	1° x 1°	102	1° x 1°
Kharchenko et al (2005)	-5.90±0.44	5.09±1.05	1° x 1°	7	0.3 °

En resumen, se han realizado varios estudios sobre Collinder 132, tanto fotométricos como cinemáticos y según se ve en la Figura 38 ni siquiera es claro cuales son sus miembros ni en que posición se encuentra como se puede apreciar en la Tabla 15, Tabla 16 y Figura 34. En el mejor de los casos, los estudios cinemáticos han trabajado con hasta 100 estrellas. En este trabajo se cuenta con material suficiente como para trabajar con al menos tres veces dicha cantidad y es de esperar que del estudio estadístico en la zona ayude a establecer de manera fehaciente dónde está el cúmulo y cuales son sus miembros.

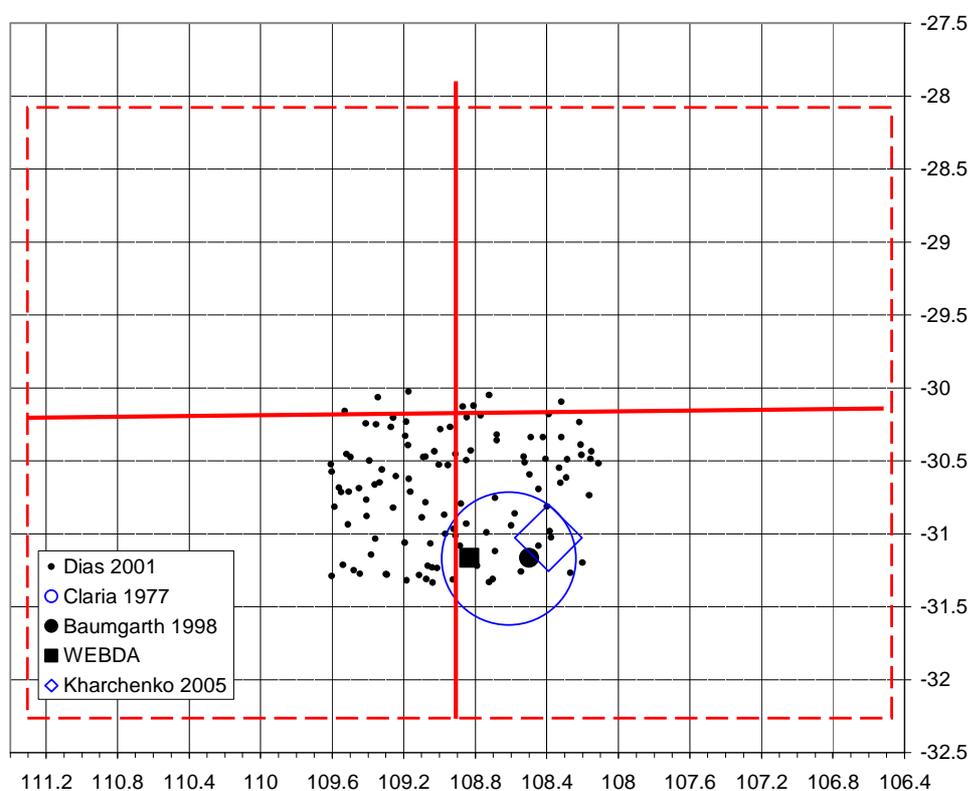


Figura 38. Esquema de ubicación del cúmulo Coll132 según distintos autores. El rectángulo exterior representa la zona que abarca el conjunto de placas en estudio. Los puntos en el gráfico son las estrellas identificadas por Dias et al. (2001) como posibles miembros.

Tabla 16. Centro del cúmulo coll132 citados según distintas fuentes.

Autor	$\alpha(J2000)$	$\delta(J2000)$	$\alpha(J2000)$	$\delta(J2000)$
Clariá (1977)	108.613	-31.172	7h 14m 27s	-31° 10' 20'
Baumgardt (1998)	108.500	-31.167	7h 14m	-31° 10'
WEBDA	108.833	-30.683	7h 15m 20s	-30° 41'
Kharchenko (2005)*	108.390	-31.030	7.226 h	-31.03°
Dias (2001)**	108.6	-31.15	7h 14.4m	-31° 9'

\* En las aclaraciones el autor dice que las coordenadas están corridas por 0.52° al Sur-Oeste. \*\* El centro proporcionado por Dias et al. (2001) no coincide con el centro de las coordenadas de las estrellas publicadas como pertenecientes al cúmulo.

## 5.2. Movimientos propios en cúmulos

Los cúmulos abiertos típicamente exhiben una dispersión de velocidades del orden de  $1 \text{ km s}^{-1}$  o menor, mientras que la dispersión de velocidades en estrellas del campo es en general 10 veces más grande; de esta forma midiendo los movimientos propios relativos de estrellas en el campo donde hay un cúmulo abierto, es posible separar las estrellas del campo de los miembros del mismo. Sin embargo solo para cúmulos cercanos es posible determinar la dispersión intrínseca del mismo debido a los errores de medición de los movimientos propios (Girard et al. 1989). Cuando la distribución de movimientos propios es aproximadamente bimodal en ambos ejes de coordenadas, el método estadístico es eficiente para segregar miembros del cúmulo.

Los primeros estudios de movimientos propios en cúmulos cuya intención era establecer la pertenencia de estrellas al cúmulo usaban muy poca o ninguna información estadística en el “análisis del movimiento” o comúnmente llamado VPD (del acrónimo en inglés Vector Point Diagram). El método más satisfactorio para asignar probabilidad de pertenencia era dibujar un círculo de una o dos desviaciones estándar alrededor de la concentración aparente de las estrellas en el diagrama VPD y asumir que todas las estrellas dentro del círculo pertenecían al cúmulo, de esta forma obviando la existencia de estrellas de fondo. El primer intento de tratar los movimientos relativos del cúmulo

estadísticamente fue realizado por Vasilevskis y Rach (1957), utilizando un modelo simple en el que asumía una distribución de frecuencia de los movimientos propios plana para las estrellas del campo, sumándole a ésta una distribución normal correspondiente a las estrellas del cúmulo. Luego el mismo autor (Vasilevskis, et al. 1958) refinó el modelo suponiendo dos funciones de distribución de frecuencias: una normal bivariada para el campo sumada a una circular para el cúmulo. Los parámetros de estas funciones eran encontrados mediante un ajuste visual de un histograma unidimensional en cada coordenada. El método es bastante poderoso y conduce a resultados “aceptables”. Sin embargo existía un gran análisis y juicio personal y pueden llegarse a conclusiones estadísticamente no rigurosas (Dinescu, et al. 1996).

Sanders (1971) desarrolló el primer método analítico para el estudio de los movimientos propios en las zonas de los cúmulos asignando criterios de pertenencia a los mismos. El modelo que utilizó fue una función  $\phi$  que es resultado de la suma de dos distribuciones de frecuencias bivariadas:

$$\phi(\mu_x, \mu_y) = \frac{N}{2\pi \Sigma_x \Sigma_y} e^{-1/2 \left[ \left( \frac{\mu_x - \mu_{x0}}{\Sigma_x} \right)^2 + \left( \frac{\mu_y - \mu_{y0}}{\Sigma_y} \right)^2 \right]} + \frac{n}{2\pi \sigma^2} e^{-1/2 \left[ \left( \frac{\mu_x - \mu_{x0}}{\sigma} \right)^2 + \left( \frac{\mu_y - \mu_{y0}}{\sigma} \right)^2 \right]} \quad (23)$$

donde

$N$  = cantidad de estrellas del campo

$n$  = cantidad de estrellas del cúmulo

$\Sigma_x, \Sigma_y$  = desviación estándar de los movimientos propios en x,y para el campo

$\sigma$  = desviación estándar de los movimientos propios para el cúmulo

$\mu_{y0}, \mu_{x0}$  = movimiento propio medio de las estrellas del campo

$\mu_{x0}, \mu_{y0}$  = movimiento propio medio de las estrellas del cúmulo

$\mu_x, \mu_y$  = movimiento propio

Las ecuaciones que se obtienen no son directamente solubles y se tiene que establecer un procedimiento iterativo con valores iniciales hasta que se satisfagan las condiciones necesarias para un buen ajuste.

### 5.3. Segregación de miembros mediante los MP obtenidos

Los movimientos propios de todas las estrellas del campo ( $4^\circ \times 4^\circ$ ) fueron dibujados en un mapa de dispersiones o VPD donde las coordenadas de cada punto son las componentes del vector movimiento propio  $\mu$  (Figura 39). Sobre estos puntos se realizó un ajuste por cuadrados mínimos de una recta y su pendiente indica la orientación de la distribución de movimientos propios. Sin embargo, para poder aislar las características de la población del fondo y evitar incluir movimientos propios cuyos errores sean demasiado grandes lo más adecuado es hacer un corte en  $|\mu_i| < 30$  msa/año. Con este último subconjunto de datos se dibujaron los contornos a densidad constante  $(\mu_\alpha, \mu_\delta)$  separados en escala logarítmica que se muestran en la Figura 39, y sobre este mapa de densidades se determinó la orientación de los movimientos propios. Luego fue necesario rotar este ángulo para construir las distribuciones marginales a lo largo de los nuevos ejes a los que se denominó  $(\mu_x, \mu_y)$ .

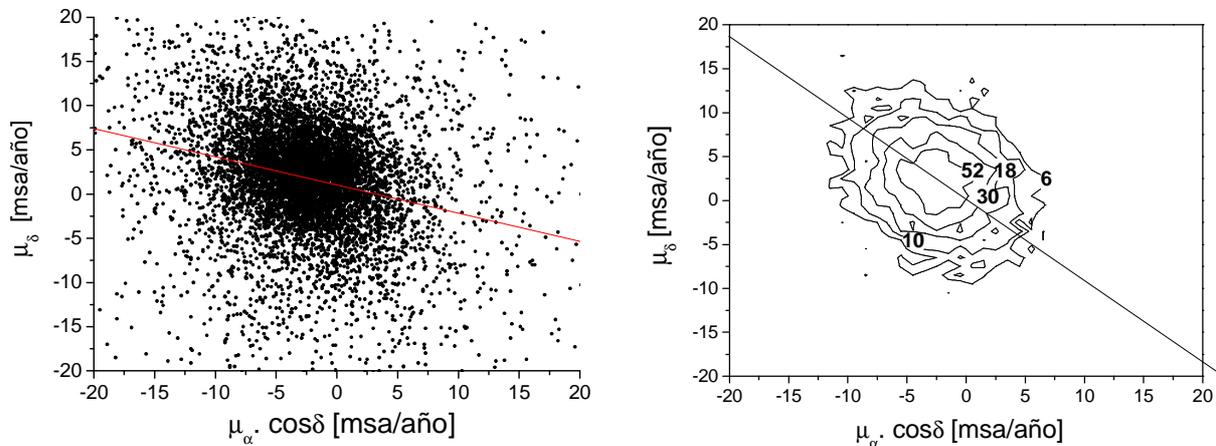


Figura 39. Izquierda. VPD de los movimientos propios de todas las estrellas del campo en estudio; la pendiente de la recta corresponde a un ángulo de aproximadamente  $20^\circ$ . Derecha. Los contornos a densidad constante  $(\mu_\alpha, \mu_\delta)$  separados en escala logarítmica; la pendiente de la recta corresponde a un ángulo de aproximadamente  $40^\circ$ .

Se construyeron las distribuciones marginales unidimensionales de los movimientos propios con respecto a los nuevos ejes, donde la función de frecuencia de movimientos propios está dada por la expresión (23) pero dejando la libertad de ajustar

distintas dispersiones a los valores de  $\mu$  en cada coordenada para las estrellas del cúmulo. Antes de poder ajustar los datos a la distribución de movimientos propios fue necesario agrupar los datos y limitarlos, a fin de obtener un buen ajuste en la vecindad del pico del cúmulo ya que lejos del pico del mismo la no-pertenencia al cúmulo está asegurada (Dinescu et al. 1996). Debido a esto el rango tomado en este caso fue  $|\mu_i| < 30$  [msa/año], agrupados en celdas de 1 [msa/año].

El ajuste se realizó con la herramienta de análisis NON-LINEAR CURVE FIT de Origin 6.0. Origin 6.0 ajusta la función deseada mediante el algoritmo Levenberg-Marquardt (Numerical Recipes, 1992, P683), empezando con algún parámetro inicial y minimizando la dispersión de los puntos alrededor de la curva (este valor es llamado  $\chi^2$  y la forma funcional está dada en la ecuación (19)). Origin realiza una serie de iteraciones que cambia los parámetros libres y calcula  $\chi^2$  en cada paso.

Las condiciones iniciales para el ajuste se tomaron de acuerdo a las recomendaciones de Sanders (1971), es decir: el valor de las dispersiones de 0.5 msa/año para el fondo y 0.2 msa/año para el cúmulo y la cantidad de estrellas para el fondo igual que para el cúmulo. Además se exigió como condición adicional que la base de las curvas del ajuste sea en  $y_0=0$  para reproducir correctamente la ecuación (23). Se realizaron los ajustes para varias zonas con distintos diámetros pero centradas en el cúmulo: AR= 108.61; Dec -31.17 (Clariá, 1977); para comparar estos valores se realizaron ajustes sobre distintas zonas lejanas al cúmulo.

Las curvas obtenidas en cada coordenada rotada junto con los valores del ajuste en la zona del cúmulo se muestran en la Figura 40 y la Tabla 16, mientras que una de las zonas de comparación es mostrada en la Figura 41. En cada Figura aparecen tres curvas dibujadas, las curvas en línea continua pertenecen al fondo y al cúmulo por separado, mientras que la línea de trazos representa la suma de las dos.

Tabla 16. Resultados obtenidos en el ajuste.

	Cúmulo			Campo	
	Nc	$\mu_o$	$\sigma_\mu$	$\mu_o$	$\Sigma_\mu$
$\mu_x$	169±67	-2.55±0.28	2.73±0.51	-2.13±0.76	7.22±1.50
$\mu_y$	169±67	1.18 ± 0.15	2.08±0.10	-1.26 ± 0.43	6.34± 0.43

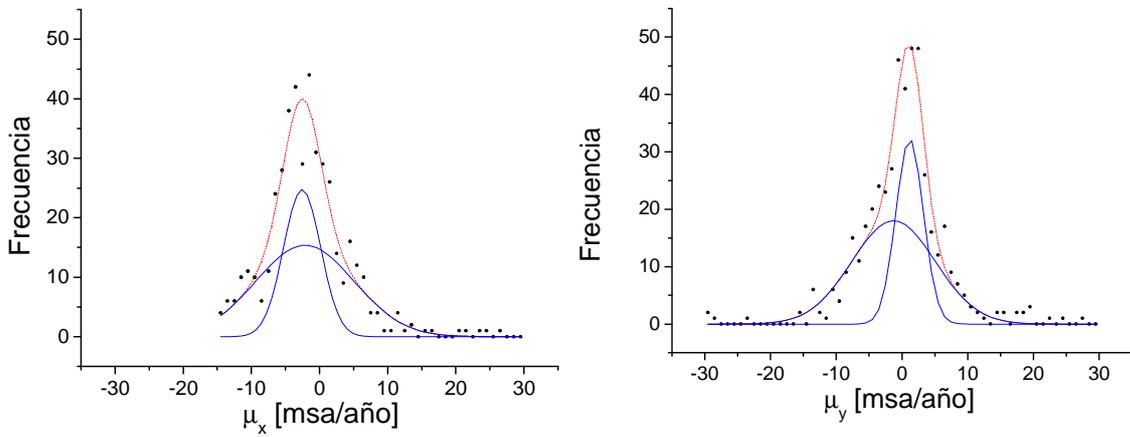


Figura 40. Curvas de ajuste que brindan los parámetros para identificar los miembros del cúmulo.

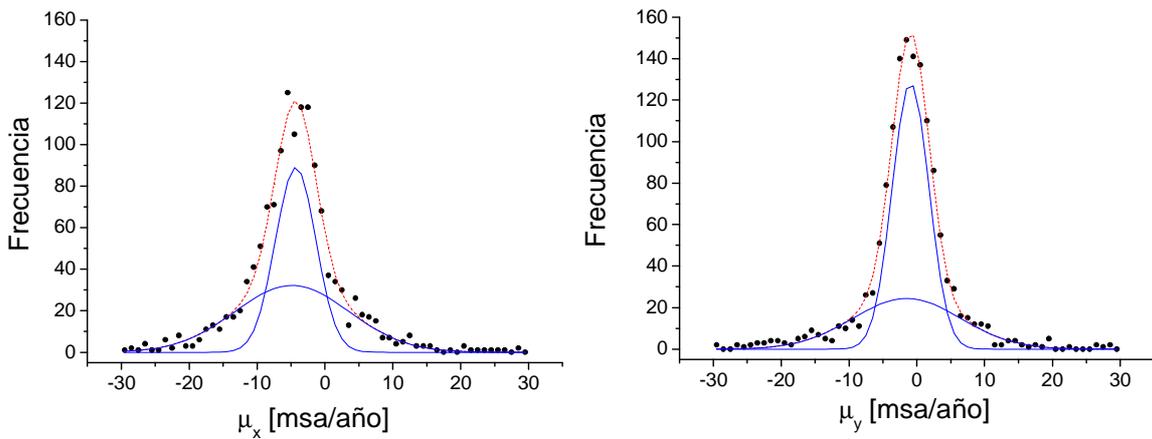


Figura 41. Curvas y resultados del ajuste para la zona de comparación lejos del cúmulo.

### 5.3.1. Análisis de los resultados

Los valores del ajuste convergen sólo con las adecuadas condiciones iniciales (mencionadas anteriormente) posiblemente debido a que la relación señal/ruido es pobre. Al aumentar el radio, aumenta la cantidad de estrellas pertenecientes al cúmulo y también lo hace la cantidad de estrellas de fondo, siendo el radio de 50 minutos de arco el que mejor representa la distribución de movimientos propios del cúmulo y el fondo. Sin embargo como se ve en la Figura 40, los puntos a la izquierda de  $\mu_x = -15$  [msa/año] debieron ser eliminados debido a que sus errores de medición impedían un buen ajuste para el pico central de la curva. Si bien se observó que se pueden ajustar dos gaussianas en cualquier otra zona del campo, la más chata simplemente está modelando el ruido de fondo o las alas de la función resultante, que no son gaussianas según explica Dinescu et al. (1996); en otras palabras, en la zona de comparación las gaussianas dejan de representar el fenómeno buscado.

Los valores del ajuste permiten obtener los parámetros necesarios para calcular el movimiento propio medio del cúmulo y del campo pero éstos deben ser rotados para que sean dados en las direcciones de  $(\alpha, \delta)$ ; los resultados obtenidos se encuentran en la Tabla 17.

*Tabla 17. Valores estimados para el cúmulo y el campo en la zona seleccionada.*

$\mu_\alpha \cos \delta$ [msa/año]	$\mu_\delta$ [msa/año]	$(\mu_\alpha \cos \delta)$ [msa/año]	$(\mu_\delta)$ [msa/año]
$-1.2 \pm 2.4$	$2.5 \pm 2.3$	$-2.4 \pm 6.8$	$0.4 \pm 6.7$

*Los valores entre paréntesis son los que caracterizan el fondo.*

#### 5.4. Probabilidad de Pertenencia al cúmulo.

La distribución de frecuencia para cada componente (cúmulo o fondo) se obtiene del modelado de la distribución de los movimientos propios y está dada por la expresión

$$f_f = \frac{N_f}{2\pi \sum_x \sum_y} e^{-1/2 \left[ \left( \frac{\mu_{x_i} - \mu_{x_0}}{\sum_x} \right)^2 + \left( \frac{\mu_{y_i} - \mu_{y_0}}{\sum_y} \right)^2 \right]} \quad (24)$$

$$f_c = \frac{N_c}{2\pi \sigma_x \sigma_y} e^{-1/2 \left[ \left( \frac{\mu_{x_i} - \mu_{x_0}}{\sigma_x} \right)^2 + \left( \frac{\mu_{y_i} - \mu_{y_0}}{\sigma_y} \right)^2 \right]}$$

donde  $f_f$  es la frecuencia de las estrellas del fondo y  $f_c$  es la frecuencia de las estrellas del cúmulo (Dinescu et al. 1996). Para calcular los valores de estas distribuciones para cada estrella se utilizaron los datos del ajuste de la zona que mejor representaba el cúmulo (Tabla 16). El valor utilizado para la cantidad de estrellas de cúmulo ( $N_c$ ) es el dado por en la Tabla 16.

La probabilidad de que una estrella de movimiento propio  $\mu$  sea miembro del cúmulo ( $P_\mu$ ) es igual al cociente expresado en la ecuación

$$P_\mu = \frac{f_c}{f_c + f_f} \quad (25)$$

Se calculó el valor de (25) para cada estrella y los resultados se encuentran en el archivo anexo.

Existen métodos de refinamiento adicional a este método convencional. Por ejemplo De Graeve (1979) sugiere incluir información espacial. Van der Bergh & Sher (1960) demostraron que la distribución superficial de estrellas para un cúmulo abierto está dada por una función exponencial decreciente dependiente de la distancia al centro del cúmulo:

$$P_r \approx e^{-r/r_0} \quad (26)$$

Una forma de obtener  $r_0$  es haciendo un estudio de sobredensidades. Para realizar dicho estudio se seleccionó una sección de los catálogos utilizados para las posiciones

de segunda época (USNOB y UCAC2) y se realizaron los recuentos de estrellas en cada celda variando el tamaño de las mismas y la magnitud límite. Los resultados obtenidos no permiten identificar una zona de sobredensidad que represente al cúmulo Coll132 por lo tanto este refinamiento no pudo ser utilizado. La Figura 42 es un mosaico de la zona en estudio, compuesto por imágenes en el filtro azul del DSS<sup>9</sup> (Digitized Sky Survey). El DSS está compuesto de placas fotográficas digitalizadas correspondientes a programas de observación realizados con telescopios Schmidt del Monte Palomar y del Reino Unido. Las placas de  $6.5^\circ \times 6.5^\circ$  fueron digitalizadas con un microdensitómetro con una escala de  $1.7''/\text{píxel}$ . El mosaico de la Figura 42 permite realizar una inspección visual de la zona de Coll132; el círculo en blanco indica la región que abarca el cúmulo, aunque en principio no es posible reconocer en la zona una agrupación de estrellas. En la región del círculo blanco aparece una mancha clara que posiblemente esté causada por un reflejo de la estrella brillante que se encuentra en la parte superior izquierda del mosaico.

---

<sup>9</sup> <http://cadwww.dao.nrc.ca/dss/>

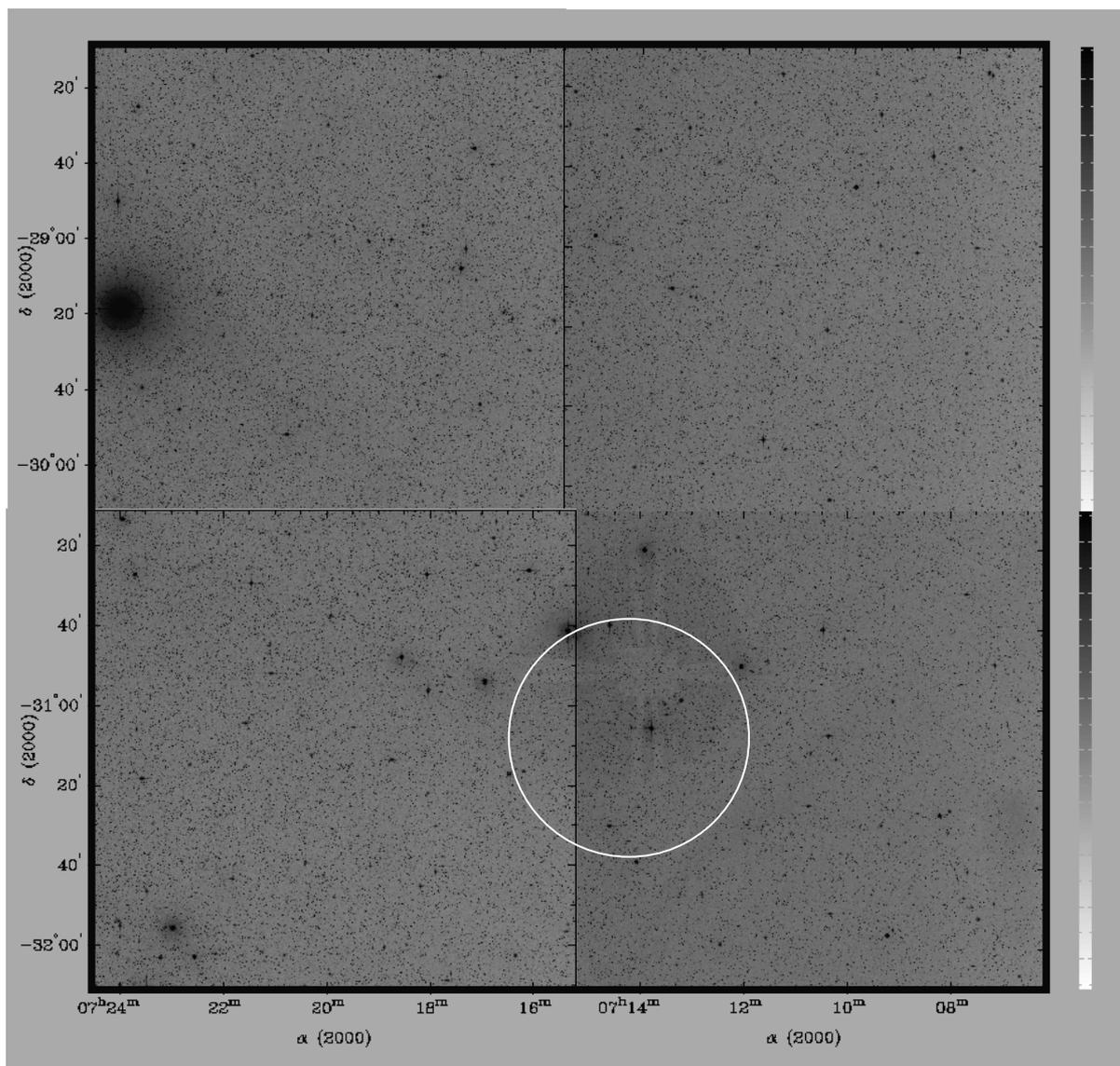


Figura 42. Mosaico de imágenes DSS de la región en estudio. Se indica aproximadamente la zona donde se encuentra Coll132 mediante un círculo blanco.

### 5.5. Centro del Cúmulo

Debido a que no fue posible establecer donde se encuentra Coll132 con el estudio de las sobredensidades estelares, para la estimación del centro del cúmulo se utilizaron solamente los datos de probabilidad asociados al estudio de los movimientos propios.

En el mismo círculo con el que se estimaron los parámetros de la Tabla 17 se aplicó la ecuación (23). Se consideraron dos conjuntos distintos para establecer la

pertenencia al cúmulo, el primero con  $P_{\mu} > 51\%$  (tal como lo sugiere Dias et al. 2001) y  $P_{\mu} > 66\%$  (que corresponde a una desviación estándar). Se calculó el centro del cúmulo con el promedio de las posiciones de las estrellas que cumplen la condición de pertenencia establecida. También se calculó con las mismas estrellas el centro del cúmulo pero cada coordenada fue pesada con su probabilidad de pertenencia al cúmulo  $P_{\mu}$ .

Los resultados no muestran diferencias por lo que se puede concluir que las estrellas se encuentran uniformemente distribuidas. Los resultados se muestran en la Tabla 18.

*Tabla 18. Centro del cúmulo estimado promediando las posiciones de las estrellas miembros*

	Miembros	$\alpha$ (J2000)	$\delta$ (J2000)
$P_{\mu} > 66\%$	44	108.58°	-31.26°
$P_{\mu} > 51\%$	65	108.60°	-31.25°

## **6. Discusión de los resultados y conclusiones**

### **I. Calidad de las imágenes en las placas fotográficas.**

Se evaluó la calidad de las imágenes estelares de las placas CdC - CA y de acuerdo al análisis de los errores de centrado se concluye que los mismos son dependientes de la distancia al centro de la placa y prácticamente independientes de la magnitud de las estrellas, tendencias que se observan en todas las placas analizadas. Los errores de centrado para las posiciones estelares de las estrellas más brillantes tienen valores de  $0.06''$  en ambas coordenadas para la placa del CA, en tanto que para las placas CdC los errores de centrado para todas las estrellas varían dependiendo de la placa con valores entre  $0.12''$  hasta  $0.17''$ .

La identificación de las imágenes estelares es favorecida por las características de exposiciones múltiples en las colecciones CA-CdC.

Los parámetros morfológicos muestran 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. Por otra parte no se observó el efecto Kostinsky en ninguna de las placas en estudio.

### **II. Posiciones de primera época.**

Se desarrolló una metodología para obtener posiciones de primera época en campos mayores que el cubierto por una sola placa fotográfica, con las colecciones Carte Du Ciel y Catálogo Astrográfico del Observatorio de Córdoba.

En cuanto a la reducción astrométrica, puede ser realizada con las estrellas de referencia Tycho2 que tengan error en movimiento propio menor que  $2.0$  [mas/año], ya que su cantidad es suficiente para ajustar las transformaciones empleadas tanto en ajuste de placas individuales como en bloque.

Respecto del ajuste individual, la relación entre los sistemas de coordenadas estándar e instrumentales se puede establecer mediante un polinomio lineal que presenta errores uniformemente distribuidos, con media cercana a cero y sin sistemáticas; además se corroboró que no es necesario un término de corrección por magnitud ya que

los residuos no presentan correlación con la misma. En cuanto a los resultados del ajuste en bloque no son buenos con placas CdC a menos que haya una placa que mejore la superposición de ellas, lo que justifica la elección de una placa del CA; de lo contrario el ajuste de forma individual es el recomendable.

El error en las posiciones del catálogo obtenido mediante la comparación externa con Tycho2 es 0.20 ["] en ascensión recta y 0.18 ["] en declinación. Estos valores son consistentes con las dispersiones obtenidas en el ajuste por cuadrados mínimos, entre 0.15 y 0.25 ["], y con los errores de centrado en las coordenadas que como se mencionó varían de 0.06 ["] a 0.17["].

Los resultados obtenidos están de acuerdo a los de otros autores que utilizan el mismo tipo de placas, según puede verse en la Tabla 19.

Tabla 19. Comparación de los errores del ajuste con los obtenidos por otros autores

	$\epsilon_x$ ["]	$\epsilon_y$ ["]
Este Trabajo*	0.15 a 0.20	0.12 a 0.18
Ortiz Gil et al. 1996	0.16	0.13
Geffert et al. 1996	0.14 a 0.18	0.16 a 0.19
Dick et al. 1993	0.26	0.10
Bustos Fierro et al. 2003	0.20 a 0.25	0.20 a 0.25

\*se excluyó la placa CdC7033 que tiene valores más elevados para los errores, siendo estos iguales a 0.25" y 0.22" en x e y respectivamente.

### III. Movimientos propios

Finalmente se construyó un catálogo de posiciones de 9055 estrellas en la zona de estudio de las cuales 2128 son estrellas identificadas en Tycho2. Se obtuvieron movimientos propios para 8774 estrellas del catálogo, es decir un 97% del mismo, de los cuales 852 fueron calculados con dos épocas y 7922 con tres épocas. El método de cuadrados mínimos pesados brinda movimientos propios mejor correlacionados con los de Tycho2 y no se aprecia diferencia significativa entre utilizar las posiciones del ajuste individual o del ajuste en bloque como fuente de primera época. Debido a esto el

tratamiento estadístico se realizó con los movimientos propios calculados a partir de las posiciones de las reducciones individuales.

Los movimientos propios obtenidos con catálogos de segunda época UCAC2, USNOB y Tycho2 tienen errores provenientes de la comparación con UCAC2 y Tycho2 que son consistentes con los errores internos (Tabla 20). Además, los errores obtenidos de la comparación son del orden de los proporcionados por Tycho2, con lo cual se está aumentando casi 4 veces la cantidad de movimientos propios de precisión en la zona de Coll132.

Tabla 20. Errores en los movimientos propios obtenidos

	$\epsilon_{(\alpha \cos \delta)}$ [msa/año]	$\epsilon_{(\delta)}$ [msa/año]	Cantidad de mp
Error interno	2.1	1.8	8774
Error de la comparación con Tycho2	3.2	2.8	2138
Error de la comparación con UCAC2	2.2	1.0	8135

El catálogo final se adjunta en el archivo “Catalogo Final.txt” cuyas columnas contienen los siguientes datos:

Nest	número de estrella del catálogo
Alfa	ascensión recta en grados en el ICRS para la época media de las placas
Delta	declinación en grados en el ICRS para la época media de las placas
ErrAlfa	error formal de Alfa en segundos de arco
ErrDel	error formal de Delta en segundos de arco
Nplacas	cantidad de placas con las cuales se calculó Alfa y Delta
ÉpocaAlfa	época media de Alfa
ÉpocaDelta	época media de Delta
MuAlfa	movimiento propio en Alfa en milisegundos de arco por año
MuDelta	movimiento propio en Delta en milisegundos de arco por año
Cant.ep	cantidad de épocas con las que se calculó MuAlfa y MuDelta
ErMuAlfa	error formal en MuAlfa en milisegundos de arco por año
ErMuDelta	error formal en MuDelta en milisegundos de arco por año

TYC1	identificador 1 en Tycho2*
TYC2	identificador 2 en Tycho2*
TYC3	identificador 3 en Tycho2*
nUCAC	identificador en UCAC2*
nUSNO	identificador en USNOB*

\* el valor 0 indica que la estrella no fue identificada en el catálogo de comparación.

#### IV. Collinder 132

El análisis estadístico de los movimientos propios permitió determinar el movimiento propio medio del cúmulo Collinder 132 mediante el método de pertenencia de Sanders (1971), cuyos valores se encuentran en la Tabla 21. Se debe tener especial cuidado ya que este método es muy sensible cuando se trabaja en áreas con poca cantidad de estrellas.

Finalmente los parámetros encontrados para el cúmulo Collinder 132 son dados en la Tabla 21.

Tabla 21. Resumen de parámetros encontrados para Collinder 132.

	$\alpha$ (ICRS) [msa/año]	$\delta$ (ICRS) [msa/año]	$\mu_\alpha \cos \delta$ [msa/año]	$\mu_\delta$ [msa/año]	Cantidad de Miembros	$(\mu_\alpha \cos \delta)$ [msa/año]	$(\mu_\delta)$ [msa/año]
Collinder 132	108.60°	-31.27°	$-1.2 \pm 2.4$	$2.5 \pm 2.3$	44 ( $P_\mu > 66\%$ )	$(-2.4 \pm 6.8)$	$(0.4 \pm 6.7)$

*Los valores entre paréntesis son los parámetros calculados para el campo en la zona.*

El catálogo con las probabilidades de pertenencia al cúmulo se adjunta en el archivo "Probabilidades Col132.txt" cuyas columnas contienen los siguientes datos:

Nest	número de estrella del catálogo
Alfa	ascensión recta en grados en el ICRS para la época media de las placas
Delta	declinación en grados en el ICRS para la época media de las placas
MuAlfa	movimiento propio en Alfa en milisegundos de arco por año
MuDelta	movimiento propio en Delta en milisegundos de arco por año
Prob	probabilidad de la estrella con movimiento propio MuAlfa y MuDelta de pertenecer al cúmulo Col132.

El análisis visual de las placas no permitió identificar claramente el cúmulo, tampoco el estudio de sobredensidad estelar en la zona de Coll132 llevado a cabo en UCAC2 como en USNOB. Esto puede deberse a que, como se mencionó, éste es un cúmulo de clase III3p -es decir un cúmulo esparcido sin concentraciones notables, compuesto por menos de 50 estrellas débiles y brillantes que se encuentran más o menos uniformemente distribuidas-, según la clasificación de Trumpler (1930). Por este motivo el centro del cúmulo fue hallado promediando las posiciones de las estrellas contenidas dentro de un círculo de 50' de radio en torno al centro dado en el trabajo de Clariá (1977) que tienen probabilidad de pertenecer al mismo mayor al 66%.

Si se comparan los parámetros estimados para Coll132 con los publicados por otros autores, se observa que nuestros valores son más consistentes con los obtenidos por Días et al. (2001) y la diferencia existente puede deberse a que este autor tomó de manera parcial la zona donde se encuentra el cúmulo según se ve en la Figura 38, página 73.

Tabla 22. Movimiento Propio del cúmulo Coll132 obtenido por distintos autores.

	$\mu_{\alpha} \cos \delta$ [msa/año]	$\mu_{\delta}$ [msa/año]	Área de estudio	Cantidad miembros	Diámetro asignado
Este trabajo	$-1.2 \pm 2.4$ ( $-2.4 \pm 6.8$ )	$2.5 \pm 2.3$ ( $0.4 \pm 6.7$ )	4° x 4°	44 ( $P_{\mu} > 66\%$ )	100'
Baumgardt (1998)	-3.0	4.0	3° x 3°	5	--
Robichon et al. (1999)	$-3.57 \pm 0.24$	$4.16 \pm 0.31$	6° x 6°	8	--
Dias (2001)	$-2.0 \pm 3.6$ ( $-4.0 \pm 12.8$ )	$3.0 \pm 3.6$ ( $2.3 \pm 19.7$ )	1° x 1°	102 ( $P_{\mu} > 51\%$ )	1° x 1°
Kharchenko et al (2005)	$-5.90 \pm 0.44$	$5.09 \pm 1.05$	1° x 1°	7 ( $P_{\mu} > 61\%$ )	0.3 °

*Los valores entre paréntesis son los parámetros calculados para el campo en la zona.*

## Referencias

- Baumgardt. 1998 – A&A, 340, 402-414.
- Bertin y Arnouts, 1996, A&AS, 117, 393.
- Bustos Fierro, I. H.; Calderón, J. H. , 2003, RMxAA, 39, 303.
- Bustos Fierro, I. H.; Calderón, J. H., 2000, BAAA, 44, 62.
- Bustos Fierro, I. H.; Calderón, J. H., 2002, RMxAC, 14, 149B.
- Calderon, J. H.; Bustos Fierro, I. H.; Melia, R.; Willimoës, C.; Giuppone, C. 2004, Ap&SS, 290,345C .
- Claria J.J. 1977, PASP 89, 803.
- Collinder 1931, Ann. Obs. Lund, 2, 1.
- De Graeve, E, 1979, Vatican Obs. Publ., 1, No 16.
- Dias W.S., Lépine J. R. D., Alessi B. S, 2001, A&A, 376, 441.
- Dick, W. R.; Tucholke, H.-J.; Brosche, P.; Galas, R.; Geffert, M.; Guibert, J. 1993, A&A, 279, 267.
- Dinescu, Dana I.; Girard, Terrence M.; van Altena, William F., 1996, AJ, III.1205D.
- Eggen O.J. 1983, AJ 88, 197
- ESA 1997 *The Hipparcos and Tycho Catalogues*, ESA Publication SP-1200, Catalogue, 2001, A&A, 376, 441D
- Geffert, M.; Bonnefond, P.; Maintz, G.; Guibert, J. 1996, A&ASS, 118, 277
- Girard, Terrence M.; Grundy, William M.; Lopez, Carlos E.; van Altena, William F., 1989,AJ,98,227G.
- Guibert, J.; Charvin, P.; Stoclet, P, 1984, astt.coll, 165G.
- Giuppone, C. A.; Bustos Fierro, I. H.; Calderón, J. H. , 2003, BAAA, 46, 76.
- Giuppone, C. A.; Bustos Fierro, I. H.; Calderón, J. H. , 2004, BAAA, 47, 72G.
- Giuppone, C. A.; Bustos Fierro, I. H.; Calderón, J. H., 2006, RmxAC, 25, 30G.
- Høg, E.; Fabricius, C.; Makarov, et al, 2000, A&A, 355, 27.
- IAU, 1977, Proceedings of the 16th General Asembly, Reidel Publ. Co., Dordrecht, 58-67.
- Kharchenko, N. V., 2001, KFNT, 17, 409K.
- Kharchenko, N. V.; Piskunov, A. E.; Röser, S.; Schilbach, E.; Scholz, R.-D.2005A&A, 438, 1163K.
- Kovalevsky, 1995, Modern Astrometry, ISBN # 3-540-57023-3.
- Ma, C.; Feissel, M, 1998, Cat.1251, 0M.

- Mermilliod, Jean-Claude, 1995 *ioda.book*, 127.
- Monet, David G.; Levine, Stephen E.; Canzian, Blaise: USNO-B Catalog 2003, AJ,125,984M.
- Numerical Recipes in c: the art of scientific comp 521-43108-5), 1988-1992 by Cambridge university press.
- Ortiz Gil, A.; Hiesgen, M.; Brosche, P ,1998, A&AS, 128, 621.
- Pauwels, T, 1996, Planetary and Space Science, Volume 46, Issue 8, p. 899-903.
- Resultados del Observatorio Astronómico 1925, volumen 26, Catálogo Astrogáfico.
- Robichon N. , Arenou F., Mermilliod J.-C., Turon. C. 1999, A&A, 345, 471–484.
- Ruprecht 1966, BAICz, 17, 33R.
- Sanders, W. L. 1971, A&A, 14, 226.
- Stock, J. 1981, RmxAA, 6, 115S.
- Trumpler R. J. 1930, Lick Obs. Bull., 14, 154.
- Vasilevskis, S.; Klemola, A.; Preston, G,1958, AJ, 63,387V.
- Vasilevskis, S.; Rach, R. A., 1957, AJ, 62, 175V.
- Vicente, B.; Abad, C.(2003), 2003ala, Conf,31V.
- Zacharias, N.; Urban, S. E.; Zacharias, M. I.; Wycoff, G. L.; 2004AJ, 127, 3043Z.
- Zacharias, N.; Urban, S. E.; Zacharias, M. I.; Wycoff, G. L.; Hall, D. M.; Germain, M. E.; Holdenried, E. R.; Winter, L.; et al, 2003, UCAC2 Catalog.
- <http://vizier.u-strasbg.fr>.
- van Altena, W., 2005, Atmospheric Limits to Precision, YSW2005 Conference.
- van den Bergh, Sidney; Sher, David, 1960, PDDO, 2 , 203V.
- Vasilevskis, S.; Rach, R. A., 1957AJ, 62,175V.
- Vasilevskis, S.; Klemola, A.; Preston, G., 1958, AJ, 63, 387V.

<b>1.</b>	<b>INTRODUCCIÓN</b>	<b>2</b>
1.1.	Astrometría	3
1.2.	La Posición de las estrellas	4
1.3.	Movimientos Propios	7
1.3.1.	Fuentes de primera época	9
1.3.2.	Fuentes de segunda época	11
1.3.2.1.	HIPPARCOS y Tycho1	12
1.3.2.2.	Tycho 2	12
1.3.2.3.	UCAC2	13
1.3.2.4.	USNO-B1.0	14
<b>2.</b>	<b>SELECCIÓN Y MEDICIÓN DE LAS PLACAS CDC Y CA</b>	<b>15</b>
2.1.	Descripción de las placas	15
2.2.	Identificación de imágenes estelares	18
2.2.1.	CA	19
2.2.2.	CdC	20
2.3.	Análisis de las imágenes	21
2.3.1.	Efecto Kostinsky	21
2.3.2.	Deformación de las imágenes	22
2.4.	Posiciones instrumentales	25
2.4.1.	Errores de centrado - CA	25
2.4.2.	Errores de centrado - CdC	27
2.4.3.	Errores en las posiciones.	28
<b>3.</b>	<b>REDUCCIÓN ASTROMÉTRICA</b>	<b>32</b>
3.1.	Reducción individual	32
3.1.1.	Análisis de errores	35
3.1.1.1.	Errores en función de las estrellas de referencia y enlace	35
3.1.1.2.	Dependencia de los errores respecto de la posición en la placa	39
3.1.1.3.	Comparación de modelos	41
3.1.1.4.	Dependencia de los errores respecto de las coordenadas celestes	41

<b>3.2. Ajuste en Bloque</b>	<b>42</b>
3.2.1. Análisis de errores	46
3.2.1.1. Errores en función de las estrellas de referencia y enlace	46
3.2.1.2. Dependencia de los errores respecto de la posición en la placa	50
3.2.1.3. Dependencia de los errores respecto de las coordenadas celestes	50
<b>3.3. Catálogo de posiciones de primera época</b>	<b>52</b>
<b>3.4. Error del Catálogo</b>	<b>54</b>
<b>4. MOVIMIENTOS PROPIOS</b>	<b>56</b>
<b>4.1. Posiciones de segunda época</b>	<b>56</b>
<b>4.2. Cálculo de movimientos Propios</b>	<b>56</b>
<b>4.3. Análisis de completitud</b>	<b>60</b>
<b>4.4. Errores</b>	<b>63</b>
4.4.1. Comparación con otros catálogos	63
4.4.2. Errores internos	67
4.4.3. Análisis de los errores obtenidos.	68
<b>5. COLLINDER 132</b>	<b>70</b>
<b>5.1. Antecedentes</b>	<b>70</b>
<b>5.2. Movimientos propios en cúmulos</b>	<b>74</b>
<b>5.3. Segregación de miembros mediante los MP obtenidos</b>	<b>76</b>
5.3.1. Análisis de los resultados	79
<b>5.4. Probabilidad de Pertenencia al cúmulo.</b>	<b>80</b>
<b>5.5. Centro del Cúmulo</b>	<b>82</b>
<b>6. DISCUSIÓN DE LOS RESULTADOS Y CONCLUSIONES</b>	<b>84</b>
<b>REFERENCIAS</b>	<b>89</b>

## **AGRADECIMIENTOS**

A mi mamá y a mi papá por confiar en mí y ayudarme a venir a Córdoba a pesar de lo absurdo que haya parecido haber elegido esta vocación; también a mis hermanos Ale y Leo por tratar de entender lo que estoy haciendo... gracias por ser mi familia.

A Iván, por las eternas horas de ayuda que pasó conmigo, y por que además de ser un gran director es un gran amigo, sin su ayuda seguramente no hubiera llegado.

A Rubén, por haberme enseñado a perseguir mis sueños.

A mi gran familia: tíos, primos y en especial a mi ahijada Gisel por el apoyo brindado y por hacerme sentir cerca de ellos a pesar de los kilómetros que nos separan

A las Yamis (G y Y), por que ellas me enseñaron lo importante de tener buenos amigos.

A Julian por haberme dado las primeras herramientas para empezar mi trabajo y a todos mis amigos de Santa Fe: Fedes, Pablo, Adrián, Abraham, Marcelo (seguro me olvido de alguno), por estar conmigo siempre y por acompañarme en todos mis momentos importantes.

A Raúl y Andrea por que ellos fueron mi familia adoptiva durante los duros primeros meses lejos de mi Santa Fe natal.

A todo el grupo de famaferos: Fedes, Belén, March, Pablo, Jorge, Pancho, Fer, Juampi, Javi, Chan, Hernán, cada uno de ellos estuvo en momentos importantes de mi carrera...gracias!!! por el aguante de mis locuras, las horas de estudio y las salidas compartidas.

A toda la gente del observatorio que me brindó un espacio y un lugar donde desarrollar mi intelecto.

Al Profe (J.H.C.) por abrirme las puertas a la investigación científica desde mis comienzos.

A Cesar y Cristian por darme tantas oportunidades y hacerme sentir tan cómodo en mi trabajo y a Franco y Darío por hacerme el aguante día a día durante estos años.

A María José, Cristina y Francisco, de Despacho de Alumnos, por su dedicación y atención... sin ellos me hubiera desesperado en medio de la burocracia.