

00362

7  
2ej



UNIVERSIDAD NACIONAL AUTONOMA  
DE MEXICO

FACULTAD DE CIENCIAS  
DIVISION DE ESTUDIOS DE POSGRADO

OBSERVACIONES CON EL TELESCOPIO  
ESPACIAL GLAZAR EN LA DIRECCION  
DE CRUX OB1

T E S I S

QUE PARA OBTENER EL GRADO ACADEMICO DE  
MAESTRO EN CIENCIAS (FISICA)

P R E S E N T A

SILVANA GUADALUPE NAVARRO JIMENEZ

**TESIS CON  
FALLA DE ORIGEN**

MEXICO, D.F.

1996

**TESIS CON  
FALLA DE ORIGEN**



Universidad Nacional  
Autónoma de México



**UNAM – Dirección General de Bibliotecas**  
**Tesis Digitales**  
**Restricciones de uso**

**DERECHOS RESERVADOS ©**  
**PROHIBIDA SU REPRODUCCIÓN TOTAL O PARCIAL**

Todo el material contenido en esta tesis esta protegido por la Ley Federal del Derecho de Autor (LFDA) de los Estados Unidos Mexicanos (México).

El uso de imágenes, fragmentos de videos, y demás material que sea objeto de protección de los derechos de autor, será exclusivamente para fines educativos e informativos y deberá citar la fuente donde la obtuvo mencionando el autor o autores. Cualquier uso distinto como el lucro, reproducción, edición o modificación, será perseguido y sancionado por el respectivo titular de los Derechos de Autor.

00362

7  
lej



UNIVERSIDAD NACIONAL AUTONOMA  
DE MEXICO

FACULTAD DE CIENCIAS  
DIVISION DE ESTUDIOS DE POSGRADO

OBSERVACIONES CON EL TELESCOPIO  
ESPACIAL GLAZAR EN LA DIRECCION  
DE CRUX OB1

T E S I S

QUE PARA OBTENER EL GRADO ACADEMICO DE  
MAESTRO EN CIENCIAS (FISICA)

P R E S E N T A

SILVANA GUADALUPE NAVARRO JIMENEZ

**TESIS CON  
FALLA DE ORIGEN**

MEXICO, D.F.

1996

00362



UNIVERSIDAD NACIONAL AUTONOMA  
DE MEXICO

FACULTAD DE CIENCIAS  
DIVISION DE ESTUDIOS DE POSGRADO

OBSERVACIONES CON EL TELESCOPIO  
ESPACIAL GLAZAR EN LA DIRECCION  
DE CRUX OB1

T E S I S

QUE PARA OBTENER EL GRADO ACADEMICO DE  
MAESTRO EN CIENCIAS (FISICA)

P R E S E N T A

SILVANA GUADALUPE NAVARRO JIMENEZ

DIRECTOR DE TESIS:

DR. HRANT M. TOVMASSIAN

CO-DIRECTOR DE TESIS:

M.C. RAFAEL COSTERO GRACIA

1996

*A mis dos Julietas*

*A Luis*

## AGRADECIMIENTOS

Agradezco al Dr. Hrant Tovmassian el haber sugerido el tema de esta tesis, su valiosa dirección y sobre todo su gran apoyo e interés que siempre demostró durante la realización de la misma.

Agradezco enormemente al M. en C. Rafael Costero Gracia el haber aceptado ser co-director de esta tesis, su minuciosa revisión, sus importantes sugerencias y correcciones, pero sobre todo su apoyo durante la realización de la misma.

Agradezco también enormemente al INAOE, a sus directivos y personal, el apoyo proporcionado para la realización de este trabajo, en especial al Dr. Octavio Cardona quien me apoyó para iniciar esta tesis y al Dr. Alberto Carramiñana, por haber revisado este trabajo y aceptado ser miembro del jurado.

Agradezco especialmente a la M. en C. Julieta Fierro, y a las Dras. Gloria Königsberger, Margarita Rosado y Miriam Peña el haber aceptado fungir como jurado en la revisión y presentación de este trabajo, así como sus valiosas sugerencias, correcciones y sobre todo el ánimo que siempre me dieron.

Agradezco a Tomás Flores el haberme enseñado el manejo del microdensitómetro del INAOE, el cual utilicé para realizar la digitalización de las imágenes.

Agradezco muy especialmente a Lindsay Davis, y Suzanne Jacoby del "National Optical Astronomy Observatories", la gran ayuda que me brindaron para lograr entender los paquetes de reducción DTOI y APPHOT.

Agradezco a Moisés Reyes y Angeles López su gran ayuda y apoyo en la parte de cómputo.

Agradezco también el apoyo recibido de todos los compañeros y personal del área de Astrofísica, sus porras, comentarios y sobre todo su amistad y cordialidad.

A Luis Corral y mis dos Julietas les agradezco su cariño, paciencia, apoyo y ayuda que me brindaron en todo momento.

## **INDICE**

### **CAPITULO I INTRODUCCION**

### **CAPITULO II OBSERVACIONES**

- II.1 CARACTERISTICAS DEL TELESCOPIO ESPACIAL GLAZAR.**
- II.2 CARACTERISTICAS DE LAS IMAGNES**
- II.3 REGION OBSERVADA**
- II.4 ESTRELLAS DETECTADAS**

### **CAPITULO III REDUCCION DE LAS IMAGENES Y ANALISIS DE ERRORES**

- III.1 DIGITALIZACION**
- III.2 TRANSFORMACION DE DENSIDAD A INTENSIDAD**
- III.3 OBTENCION DE LA CURVA DE CALIBRACION**
- III.4 OBTENCION DE LA MAGNITUD EN 1640 Å**
- III.5 ANALISIS DE ERRORES**

### **CAPITULO IV RESULTADOS Y ANALISIS**

- IV.1 METODO DE EXTINCION VARIABLE**
- IV.2 DETERMINACION DE PARAMETROS**
- IV.3 DIAGRAMA DE EXTINCION VARIABLE**
- IV.4 ANALISIS DE LA DISTRIBUCION ESPACIAL DE LAS ESTRELLAS**
- IV.5 PRECISION EN LA DETERMINACION DE LAS DISTANCIAS**
- IV.6 DISTRIBUCION DEL MATERIAL INTERESTELAR**

### **CAPITULO V CONCLUSIONES Y PROYECTOS**

- V.1 CONCLUSIONES**
- V.2 PROYECTOS DE TRABAJO Y OBSERVACIONES FUTURAS.**

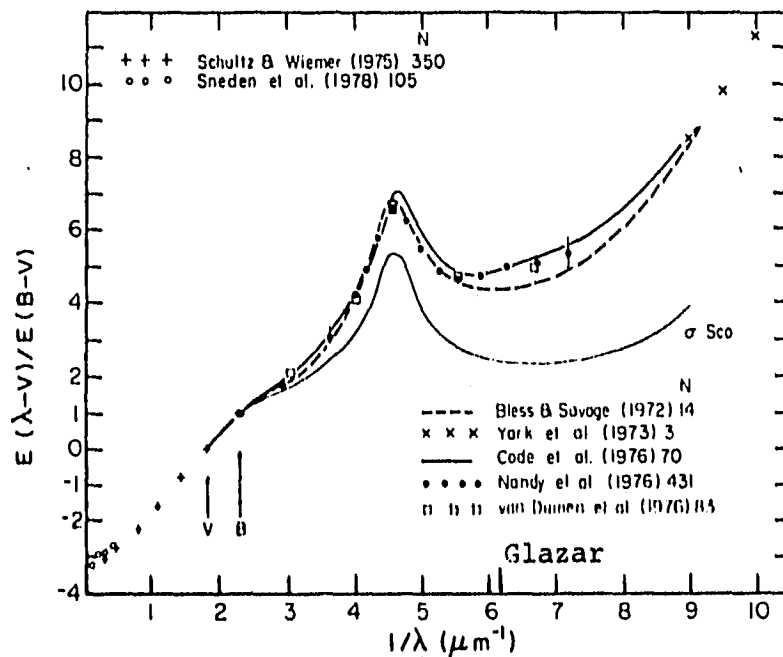


Figura 1.1. Curvas de extinción (figura tomada de Savage y Mathis, 1979).

Dada la longitud de onda en que se observa (1640 Å), las imágenes obtenidas registran únicamente estrellas con tipo espectral O, B y A muy tempranas. Gracias a ello el telescopio Glazar resulta ideal para obtener imágenes de asociaciones OB, aunque originalmente fue pensado para realizar una búsqueda de objetos extragalácticos con exceso UV (cuasares y galaxias activas).

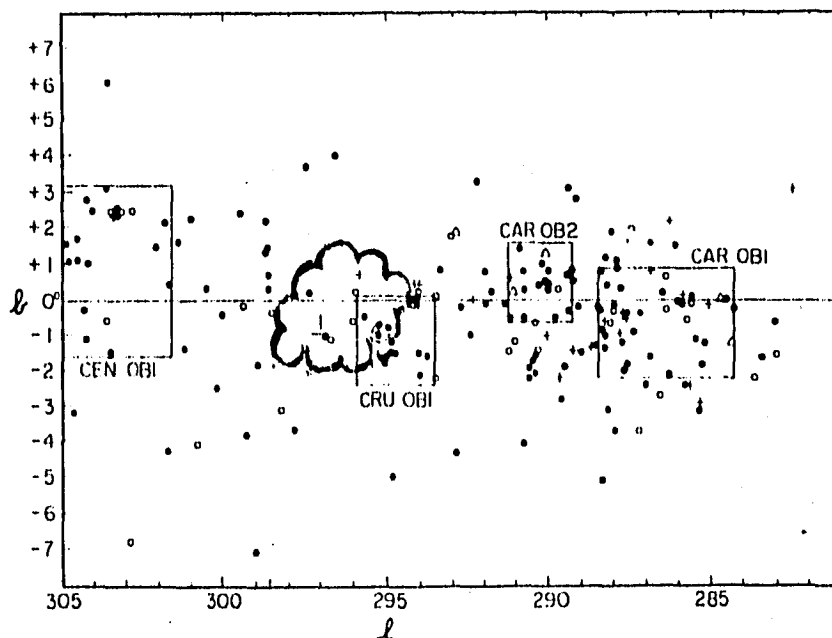
Al analizar las imágenes obtenidas es posible determinar la magnitud aparente en 1640 Å de cada objeto. Esta información, aunada al tipo espectral, magnitud absoluta ( $M_V$ ) y aparente ( $m_V$ ) en el visible y mag. absoluta en 1640 Å de cada una de las estrellas, nos permite encontrar la distancia a la que se encuentran, utilizando el método de extinción variable (el cual se explicará más adelante), y con ello determinar con mayor precisión los grupos o asociaciones estelares existentes en la dirección en que se observa.

En esta forma, utilizando las observaciones realizadas con el telescopio espacial Glazar, se han podido estudiar diversas asociaciones OB, (Tovmassian et al. 1993a, 1993b, 1994 y referencias ahí mencionadas). En esta tesis se analizan las observaciones obtenidas en marzo de 1989, en la dirección de Crux OB1.



La línea de visión en la dirección de Crux OB1 pasa a través del brazo espiral de Carina hasta distancias de aproximadamente 6 Kpc (Humpreys, 1972). Kopilov (1958) fue el primero en detectar una concentración de estrellas OB en esta dirección y Ruprecht (1966) nombró a esta concentración de estrellas con el centro en  $l = 297^{\circ}.00$  y  $b = -01^{\circ}.00$  como asociación estelar Crux OB1, mencionando que era dudosa y estimando una distancia de 2700 pc. Mas adelante, Humpreys (1972 y 1978) llama Crux OB1 a la asociación estelar situada entre  $l = 293^{\circ}.5$  y  $295^{\circ}.9$  y  $b = -2^{\circ}.4$  y  $+0^{\circ}.1$  (Fig. I.2), la cual incluye al cúmulo estelar IC2944 y queda dentro de la constelación del Centauro. De acuerdo con Alter (1970) esta asociación, situada en  $l = 294^{\circ}.3$ ,  $b = -01^{\circ}.00$  corresponde a Cen OB 2, la cual también ha sido registrada por Lynga (1970) y por Ardeberg y Maurice (1980) quienes distinguen cuatro diferentes grupos de estrellas OB en esa dirección pero no mencionan nada acerca de la región adyacente correspondiente a Crux OB1.

Como vemos ha existido confusión en cuanto al nombre y localización de esta asociación; lo mismo ha sucedido en otros casos, según reportan Tovmassian et. al 1993b, por lo que estos mismos autores proponen nombrar a las asociaciones por la constelación en donde se encuentran y agregar su distancia expresada en Kpc, así la asociación OB en Crux que se encuentre a 2700 pc será Crux 2.7.



**Figura I.2** Sobre la figura 2 de Humpreys (1972) se marca la región observada. Los símbolos representan estrellas O-B5: ●, B5-A5: ○, A5-K5: Δ, y K5-M: +.

En esta tesis se estudia la región comprendida entre  $l = 294^{\circ}.5$  y  $298^{\circ}.5$  y  $b = -1^{\circ}.9$  y  $+1^{\circ}.9$ . En la figura 1.2, tomada de Humpreys (1972), se marca esta región y podemos notar la diferencia que existe con la asociación denominada Cux OB1 por Humpreys, la cual coincide mejor con la denominada Cen OB2 por Alter et al. (1970).

En el siguiente capítulo se describen, con mas detalle, las características del telescopio, de las observaciones, la región que cubren, las estrellas detectadas y la información previa que de ellas se tiene.

En el capítulo III se describe el método utilizado en la reducción de las imágenes y en la obtención de la curva de calibración y de la magnitud en  $1640\text{\AA}$  de cada una de las 217 estrellas observadas, presentándose en forma de listado los resultados obtenidos. En este capítulo se realiza también un análisis de errores.

En el capítulo IV se presentan los resultados obtenidos al situar en un diagrama de extinción variable  $[E(1640-V) \text{ vs } (M-m)_{1640}]$  parte de las estrellas estudiadas, aquellas para las cuales se conoce su tipo espectral completo, es decir con clase de luminosidad, pues resulta indispensable para obtener la magnitud absoluta en el visible y en  $1640\text{\AA}$ . También se presenta el análisis que se realiza de estos resultados y que nos lleva a concluir que existen varios grupos o asociaciones estelares en la dirección de Crux OB1.

Finalmente, en el capítulo V, se describen las conclusiones a las que se llegan y se plantean futuras observaciones que permitirán ampliar la muestra y analizar algunos grupos que se alcanzaron a cubrir solo marginalmente.

## CAPITULO II

### OBSERVACIONES

#### II. 1. CARACTERISTICAS DEL TELESCOPIO ESPACIAL GLAZAR

El telescopio espacial "Glazar" se encuentra instalado en el módulo "Kwant" de la estación espacial "Mir". Fue puesto en órbita el 30 de marzo de 1987 y las observaciones regulares se iniciaron en agosto de ese mismo año.

##### II.1.a Sistema Optico.

El telescopio posee un sistema óptico de tipo Ritchey-Chrétien que cubre un campo de  $1^{\circ}.3$  y cuyo espejo primario tiene un diámetro de 40 cm y una distancia focal de 1.7 m., lo cual da como resultado un telescopio  $F/4.25$  con escala de placa  $117''/\text{mm}$ .

En el plano focal del telescopio se encuentra acoplada una placa microcanal intensificadora (MCI) que es utilizada como amplificador de radiación. La curva de transmisión del sistema (Fig. II.1), con un ancho de  $250 \text{ \AA}$  y su máximo en  $1640 \text{ \AA}$  es determinada por las lentes correctoras de fluoruro de litio, el filtro de interferencia, la ventana de fluoruro de magnesio del MCI y su curva de ganancia. La longitud de onda central fue elegida de manera que la curva de transmisión estuviese lo mas al ultravioleta posible e iniciando poco después del "bump" en  $2200 \text{ \AA}$ .

Las imágenes obtenidas son registradas en película Kodak 103a-G y traídas a la Tierra por los cosmonautas. Previamente al lanzamiento, se imprimen en cada uno de estos rollos de película una serie de imágenes de manchas fotométricas para calibración, las cuales son utilizadas posteriormente en la reducción. Al regresar a la Tierra se imprime otra serie, de manera que en cada rollo se tienen dos series de manchas fotométricas, una al inicio y otra al final.

Las observaciones regulares con el telescopio espacial Glazar se iniciaron en Agosto de 1987 y se llevaron a cabo cada mes en la parte oscura de la órbita durante una semana aproximadamente, alrededor de luna nueva, debido a que la luz dispersada por la Luna podía afectar la operación normal de los sensores de guiado y estabilización..

Al inicio de su funcionamiento, la sensibilidad del detector permitía llegar a observar estrellas de hasta magnitud 11.8 en ocho minutos de exposición. Sin embargo, su sensibilidad fue decayendo y al momento de realizar las observaciones que aquí se presentan (Marzo de 1989) el detector permitía llegar, con el mismo tiempo de exposición, tan solo a magnitud 8.7 aproximadamente.

#### **II.1.b Sistema de guiado y estabilización.**

El telescopio es apuntado a la región de interés utilizando la propia estación espacial Mir la cual se mantiene en la posición deseada gracias al sistema de guiado y estabilización, este sistema consta de dos pares de sensores estelares: dos sensores "A" con un campo de  $1^\circ$  de diámetro, que estabilizan el apuntado del telescopio hacia la región observada dentro de un error de algunos segundos de arco. Estos rastreadores funcionan en la banda fotométrica B y tienen sus ejes desplazados 45 minutos de arco respecto al eje del telescopio y en direcciones opuestas. Un segundo par de sensores ("B") previenen la rotación del telescopio alrededor de su eje óptico. El campo de estos sensores es de  $0^\circ.5 \times 4^\circ.5$  y sus ejes están inclinados respecto al eje óptico del telescopio por  $41^\circ$  y  $45^\circ$  respectivamente. Ambos tipos de sensores utilizan estrellas de magnitud menor a  $3^m.5$ ; debido a esto es frecuente observar utilizando tan solo algunos de los rastreadores, pues es difícil encontrar estrellas de esa magnitud en el campo de todos ellos.

El telescopio Glazar puede operar en tres diferentes formas: automática, semiautomática y manual. En la primera de ellas todos los comandos para apuntado y control del telescopio son enviados a la estación espacial desde el Centro de Vuelo en la Tierra y el telescopio realiza todas las operaciones necesarias automáticamente. En este modo de operación es posible fotografiar tres campos al mismo tiempo, pero con un tiempo de exposición máximo de tres minutos.

En modo semiautomático, los cosmonautas mismos son los encargados de dirigir la estación espacial hacia la región requerida, en ocasiones al apuntar el telescopio hacia el objeto a estudiar, llega a quedar dentro del campo de alguno o de varios de los sensores, alguna estrella de guiado, de no ser así, automáticamente corre un programa de búsqueda en el cual el telescopio recorre un campo de alrededor de  $3^\circ$  de diámetro en busca de las estrellas de guiado. En este modo de operación pueden ser tomadas fotografías con cualquier tiempo de exposición, siempre y cuando sea durante el paso de la estación por la parte oscura de la órbita.

En el modo manual de operación tanto el apuntado como el guiado son realizados directamente por los cosmonautas. Es frecuente que el telescopio sea operado en esta forma debido a la falta de estrellas útiles para guiado.

De acuerdo a la experiencia que se reporta (Tovmassian et al. 1993), las observaciones cortas (menores de 4 minutos), pueden llevarse a cabo sin utilizar los sensores B. Esto facilita mucho las observaciones pues no es frecuente encontrar dos estrellas para guiado distantes entre sí de  $37^\circ$  a  $47^\circ$ . Mas aún, es posible obtener imágenes con suficiente calidad aún sin utilizar los sensores A, lo cual es necesario hacer en ocasiones, cuando no se tienen estrellas para guiado dentro del campo.

Mas información acerca del telescopio se puede encontrar en Tovmassian, et al. 1988, 1990.

## **II. 2. CARACTERISTICAS DE LAS IMAGENES.**

Las observaciones en la dirección de la asociación estelar Crux OBI fueron realizadas durante dos sesiones el 8 y 10 de marzo de 1989. Se obtuvieron un total de 20 fotografías de regiones parcialmente superpuestas y que cubren un area total de aproximadamente 10 grados cuadrados. Las observaciones fueron realizadas en el modo manual de operación del telescopio debido a la ausencia de estrellas adecuadas para realizar el guiado; por ello el tamaño de las estrellas es determinado no solo por su magnitud sino también por la estabilidad de la estación espacial Mir y el guiado.

Las 20 imágenes estudiadas corresponden a 10 campos diferentes, cada uno de los cuales fué observado en dos ocasiones: una con 4 y otra con 8 minutos de exposición.

### **II.2.a Características generales y calidad de las imágenes.**

Cada una de las imágenes que son obtenidas por el Glazar cubre un campo circular de  $1^\circ.3$  de diámetro. En la figura II.6 se presenta la región total observada y en las figuras II.2 se presentan cada una de las imágenes estudiadas o cuadros<sup>1</sup>. Como podemos observar en las figuras II.2, las estrellas aparecen con forma elongada, esto es debido a errores en el guiado. Sin embargo, a fin de cuentas, esto resultó ser de gran ayuda para poder diferenciar las imágenes de las estrellas de las imágenes espureas, las cuales aparecen en muchos casos perfectamente circulares, con excepción de las

---

<sup>1</sup> En este capítulo se utiliza la palabra "cuadro" como sinónimo de imagen de un campo estelar para diferenciarla de la imagen de una sola estrella.

localizadas en el borde de cada imagen (el cual es determinado por el tamaño del detector).

En la Fig. II.3 se puede observar una exposición de 16 minutos con el obturador cerrado. La mayor parte de las imágenes espúreas que aparecen en el borde y centro están presentes en todos los cuadros, por lo que son fáciles de identificar y eliminar, estas son debidas a luz que entra por el borde del detector y reflejos en la placa. Existe otro tipo de imágenes espúreas o ruido que aparece en cada uno de los cuadros pero que varía de uno a otro y la única forma de identificarlo fué su forma (perfectamente circular) y su perfil, ya que aparece como un "pico" muy pronunciado y no como una distribución cercana a la Gausiana, característica de las imágenes estelares (ver figuras II.4 y II.5). Este tipo de perfil nos permite pensar que dichas imágenes son producidas por rayos cósmicos.

Debido a que la respuesta de la placa fotográfica no es lineal y a que la forma de la imagen de las estrellas es variable de cuadro a cuadro, no fué posible determinar, una función única (point spread function: psf) para identificar el "perfil" de las estrellas.

Otra característica (nada deseable) de las imágenes es que la respuesta del MCI no es uniforme espacialmente, es decir, algunas regiones son intensificadas en mayor proporción que otras. Esto resulta evidente al observar cada imagen pues la apariencia del "cielo" no es la misma en toda ella, observándose además que la parte en donde el cielo aparece menos brillante es la misma en todas las imágenes, lo cual descarta la posibilidad de que se trate de variaciones reales en el brillo del cielo. Esto también suele suceder con imágenes de CCD, sin embargo en nuestro caso no contamos con imágenes de campos planos, por lo que este defecto se corrigió (aunque no perfectamente) suponiendo que el brillo del cielo debe ser, en promedio, uniforme en toda la imagen, calculándose así un factor de corrección que varía según la posición de la estrella en la imagen.

### **II. 2.b Espectro estelar en la banda fotométrica empleada.**

La región espectral que se observó, está determinada por la curva de ganancia del sistema opto-electrónico (Fig. II.1). Como ya se mencionó anteriormente, el máximo de dicha curva se encuentra en 1640 Å y tiene un ancho a potencia media de 250 Å.

Dado lo extenso del intervalo espectral que se observa, existen muchas líneas del espectro de estrellas O y B que quedan dentro de este intervalo, y cuya intensidad depende del tipo espectral considerado. (Walborn & Panek, 1984; Rountree & Sonneborn, 1993).

Por ejemplo tenemos en 1640 Å la línea de HeII que es importante en estrellas O y B tempranas hasta B2 a B3 (dependiendo del tipo de luminosidad). Las líneas de CIV en 1548 y 1551 Å son muy importantes en estrellas O tempranas (O3 a O6) de secuencia principal, llegando a presentar perfiles P Cygni debido a la contribución del viento; después de O7 y hasta O9 dicha contribución va disminuyendo, quedando solo la absorción, la cual también decrece rápidamente hasta que en estrellas B1 solo se observa la absorción fotosférica. Otras líneas que se observan son NIII en 1748 y 1752 Å, NIV en 1718 y diversas líneas de FeIV.

De ser importante la contribución de estas líneas, nos acarrearía un error difícil de evaluar y eliminar pues dependería del tipo espectral, sin embargo, se encuentra (Penny et al. 1996) que dado el ancho de las líneas, su contribución no sería considerable ( $< 0.5\%$ ). Por ejemplo, el ancho equivalente de la línea de HeII en 1640 Å presenta un ancho equivalente (W) de a lo mas 3 Å (estrellas tipo B0); para la línea de NIV en 1718 Å, el ancho equivalente llega a ser de 4.4 Å en estrellas O4; mientras que para las líneas de FeIV,  $W < 1$  Å.

### II.3 REGION OBSERVADA

En la Fig. II.6 se muestra el total de la región observada, en ella se marcan las diez regiones fotografiadas, las cuales están identificadas con letras mayúsculas que corresponden a las utilizadas en las figuras II.2.

Como podemos ver en dicha figura, los círculos se traslapan parcialmente entre sí y cubren un área de aproximadamente diez grados cuadrados centrada en  $\alpha = 11^{\text{h}} 50^{\text{m}}$ ,  $\delta = -62^{\circ} 00'$  (coordenadas 1875.0). Los números que aparecen identificando cada estrella corresponden al número consecutivo que aparece en la tabla III.2.

Debido al traslape existente entre los diferentes círculos, varias estrellas aparecen hasta en cuatro imágenes, por lo que se pudieron obtener, en estos casos, cuatro determinaciones de la magnitud en 1640 Å. Sin embargo, para la mayoría de las estrellas se cuenta con dos determinaciones de su magnitud, y con sólo una en el caso de las más débiles puesto que, dichas estrellas solo pueden ser detectadas en las exposiciones de ocho minutos.

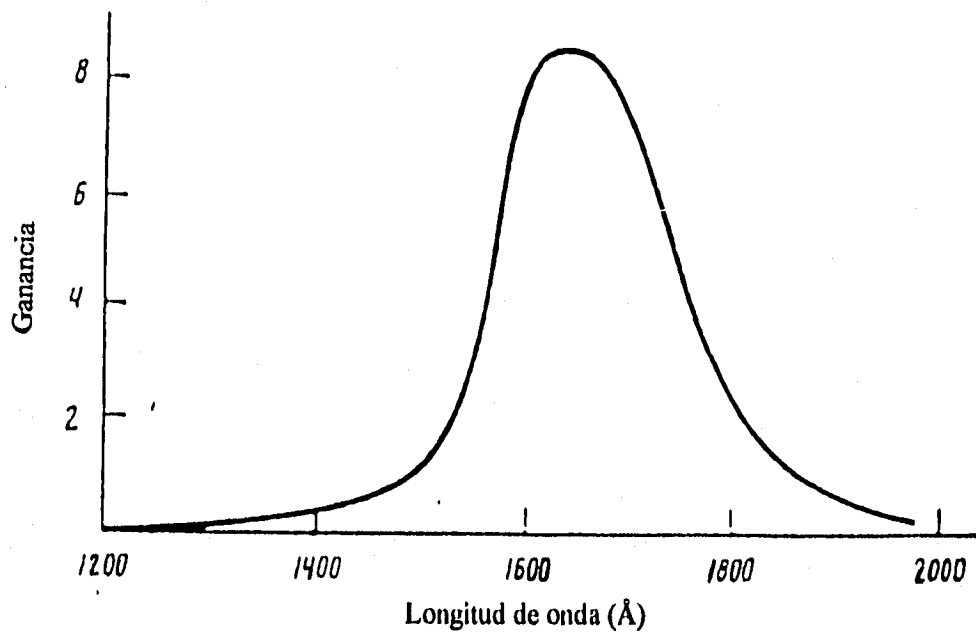
#### **II.4 IDENTIFICACION DE LAS ESTRELLAS DETECTADAS.**

La identificación de las estrellas se realizó utilizando principalmente las cartas de Loden et al. (1976) en el azul y el amarillo. Algunas estrellas que fueron detectadas en las fotografías del Glazar y que no aparecen identificadas en estas cartas, se les identificó directamente en el Catálogo Henry Draper (HD) y las que no se encontraron en él se identificaron utilizando el catálogo de estrellas de guiado para el telescopio espacial Hubble (HSTGSC). Los mapas de identificación de estas últimas se presentan en la figura II.7. En esta figura, la letra que identifica cada estrella es la misma que aparece en la columna 3 de la tabla III.2. Tan solo una de las estrellas no se encuentra identificada en ninguno de los tres catálogos: la Num. 75 (letra **d**), por lo que se le asignó un número compuesto por sus coordenadas: los cuatro primeros dígitos corresponden a la ascensión recta (horas y minutos) y las tres últimas posiciones a los grados en declinación y su signo: hhmm-dd.

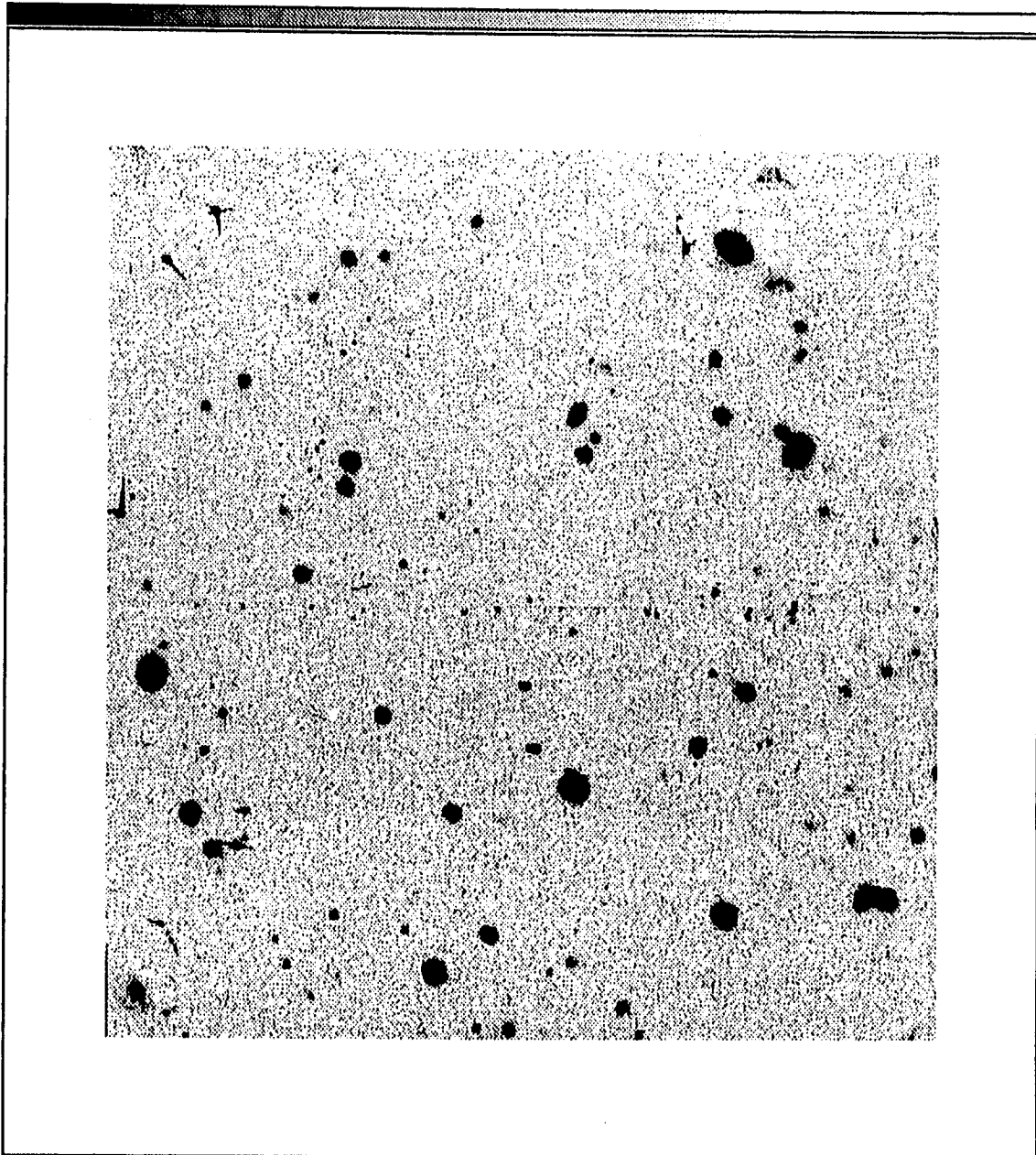
Para facilitar la identificación de las estrellas se utilizaron mapas de isocontornos de las imágenes. Un ejemplo de estos mapas se presenta en la figura II.8, en donde podemos ver la identificación de algunas estrellas y es posible observar también las diferencias entre la apariencia de las estrellas y la de los puntos correspondientes a ruido. También se observan claramente las diferencias en la apariencia del cielo, según la región de la imagen.

En total se detectaron 217 estrellas O, B y A tempranas. Sin embargo, se conoce la fotometría UBV y el tipo espectral completo (con clase de luminosidad) de tan sólo 57 de ellas. Esto, como veremos mas adelante, nos limita enormemente pues es indispensable conocer el tipo espectral de las estrellas lo mas precisamente posible para poder situarlas en el diagrama de extinción variable que utilizaremos mas adelante.



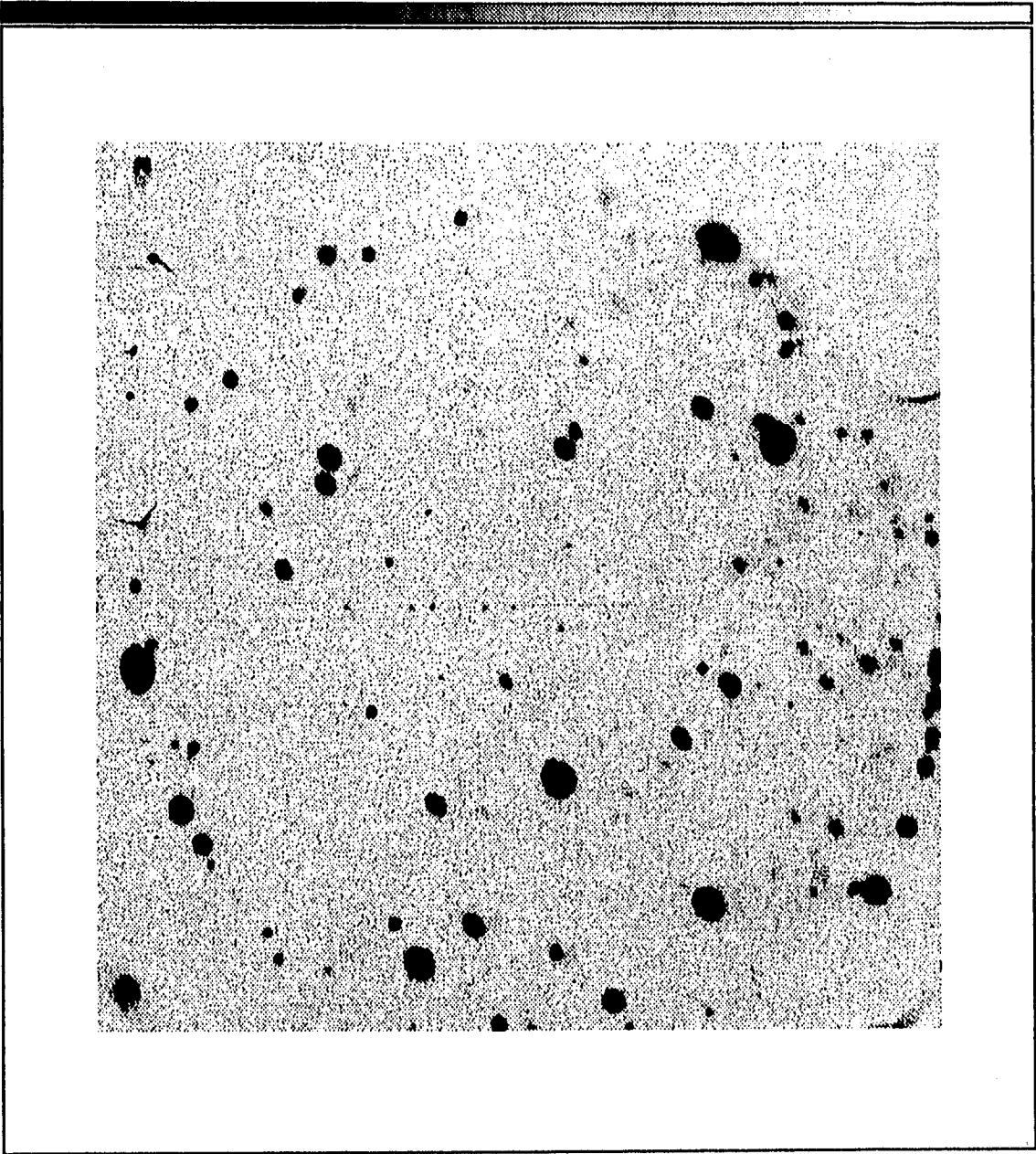


**Figura II.1** Curva de ganancia del sistema optoelectrónico acoplado al telescopio espacial Glazar.

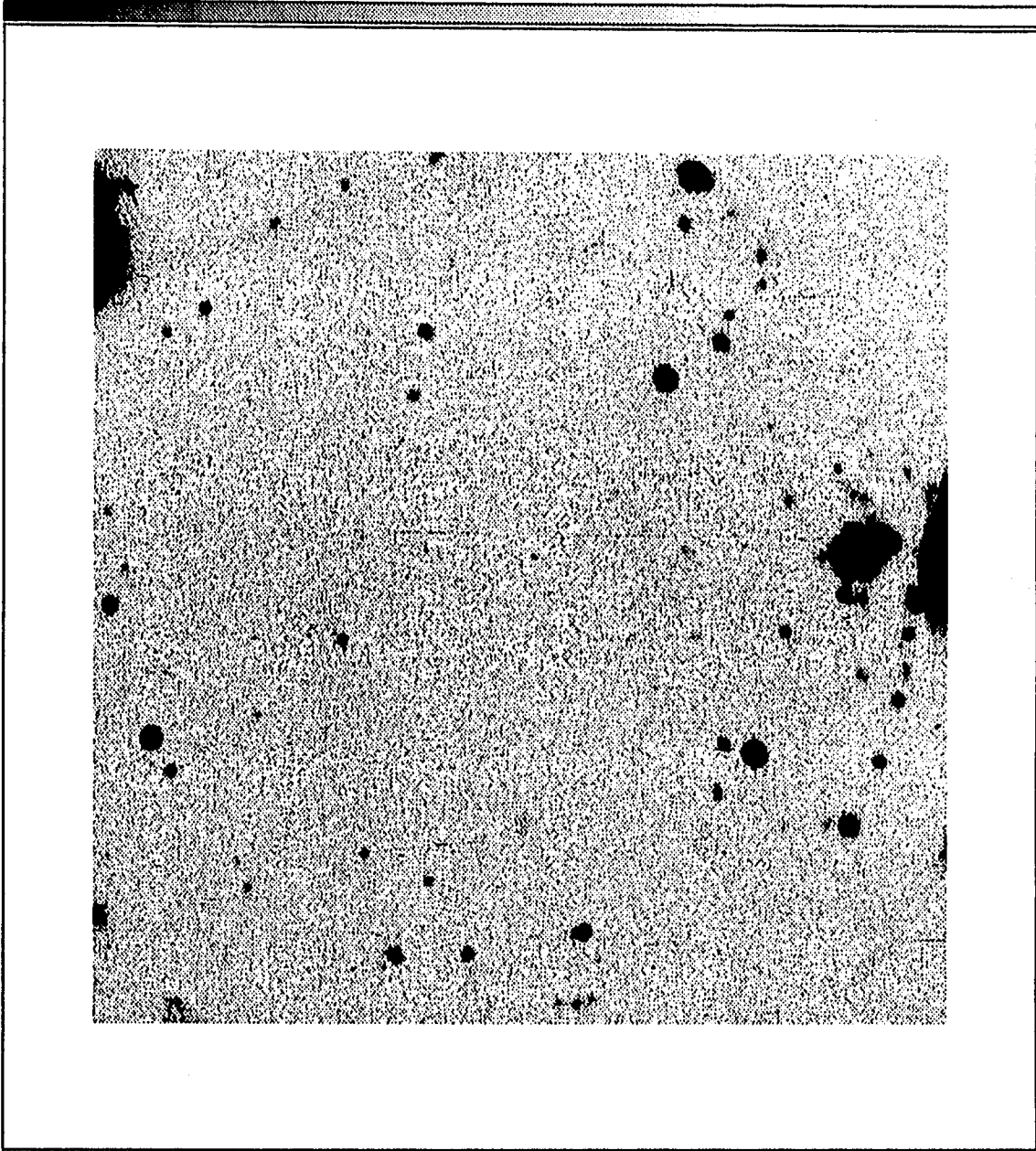


**A4**

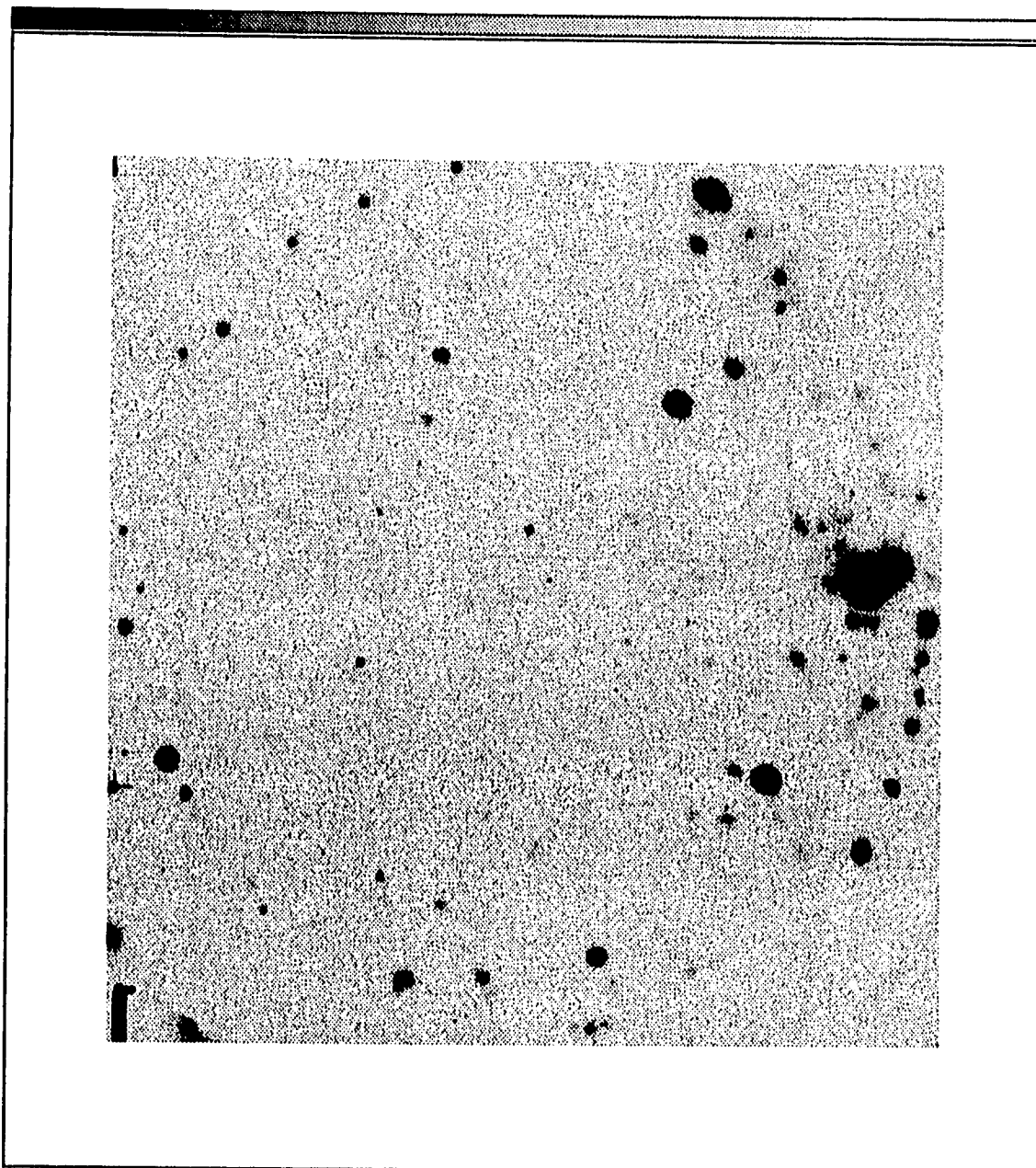
**Figuras II.2** Imágenes obtenidas con el telescopio espacial Glazar. La letra identifica el campo en la figura II.6 y el número indica el tiempo de exposición (4 u 8 minutos).



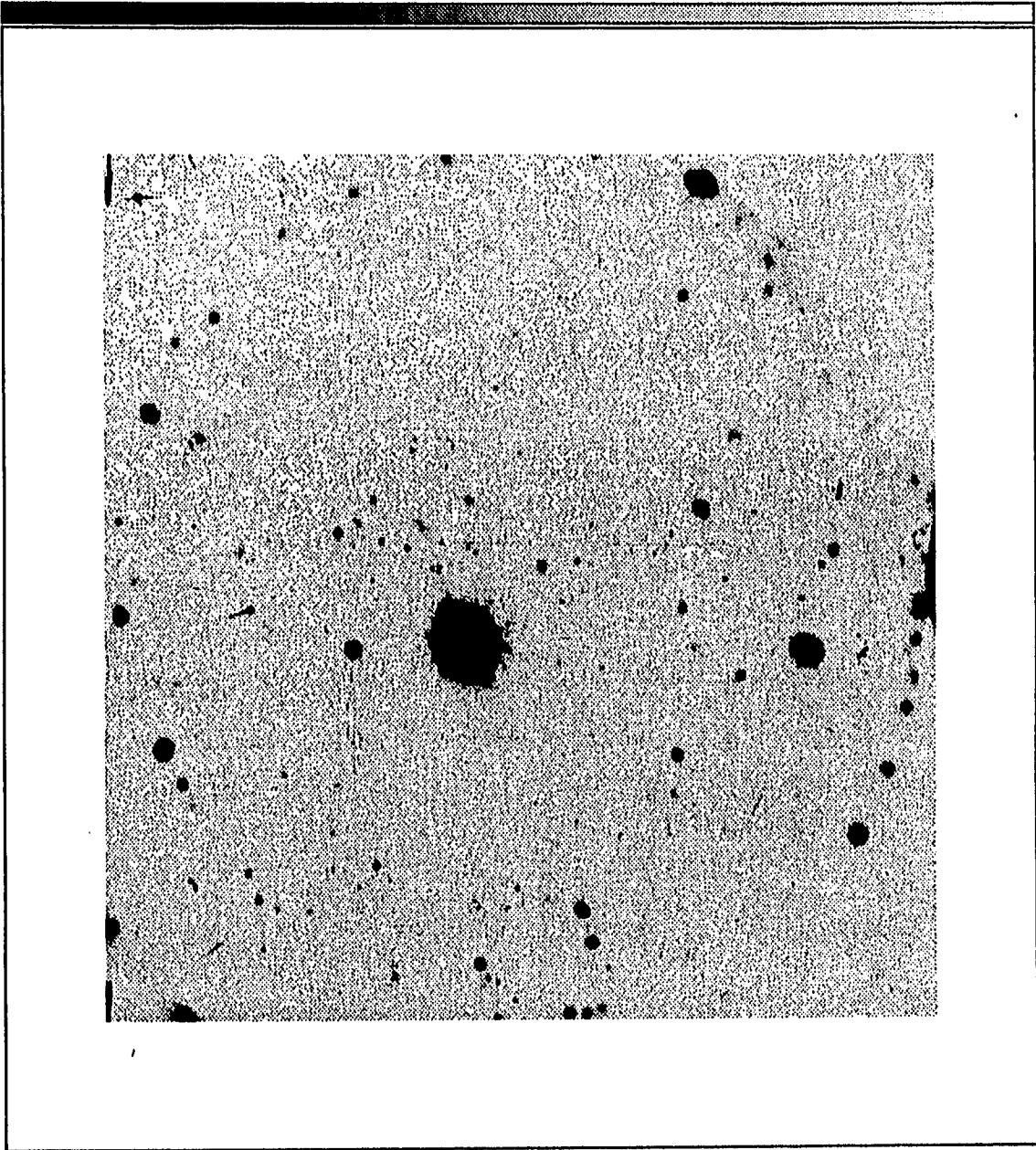
A8



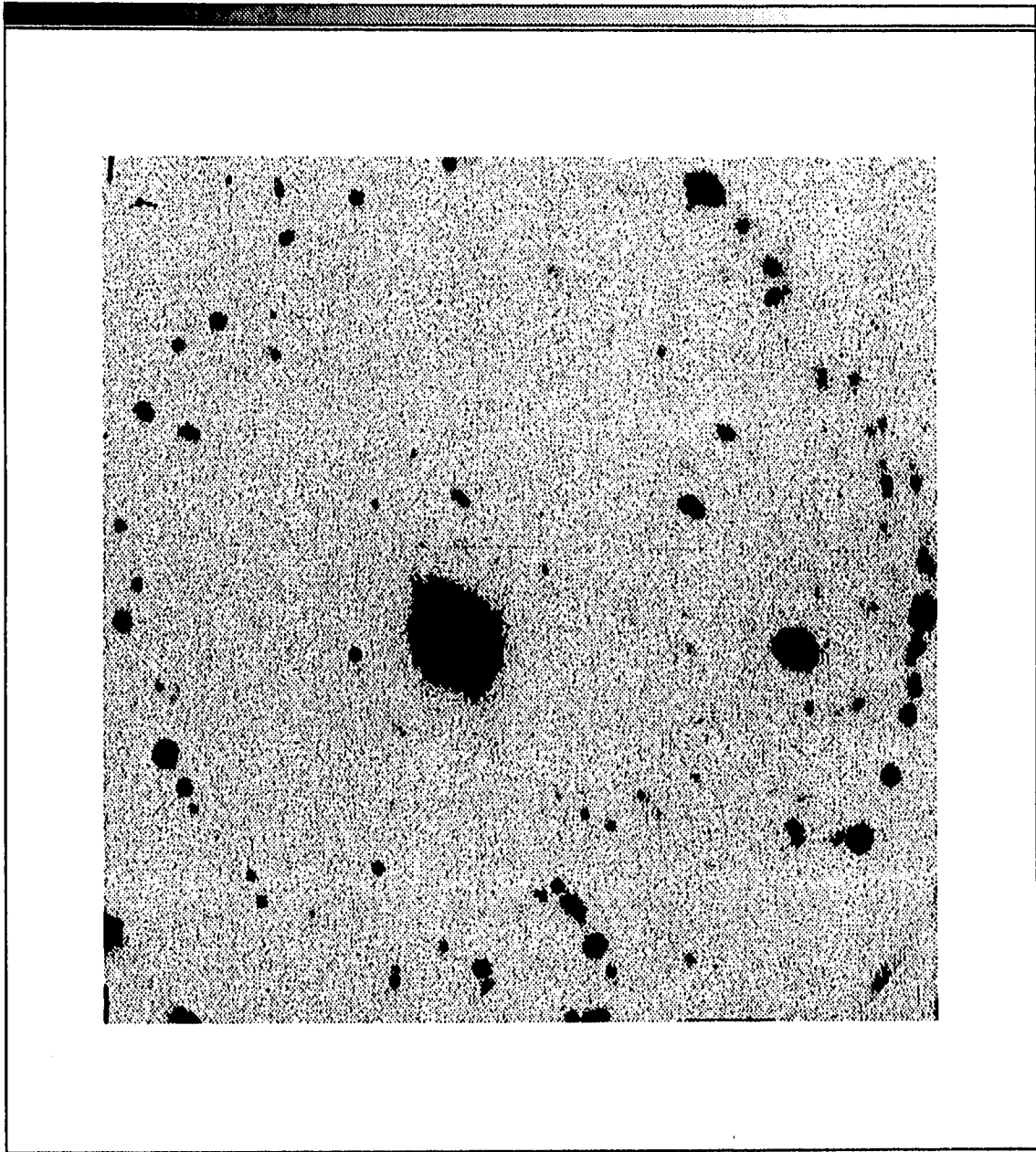
**B4**



**B8**

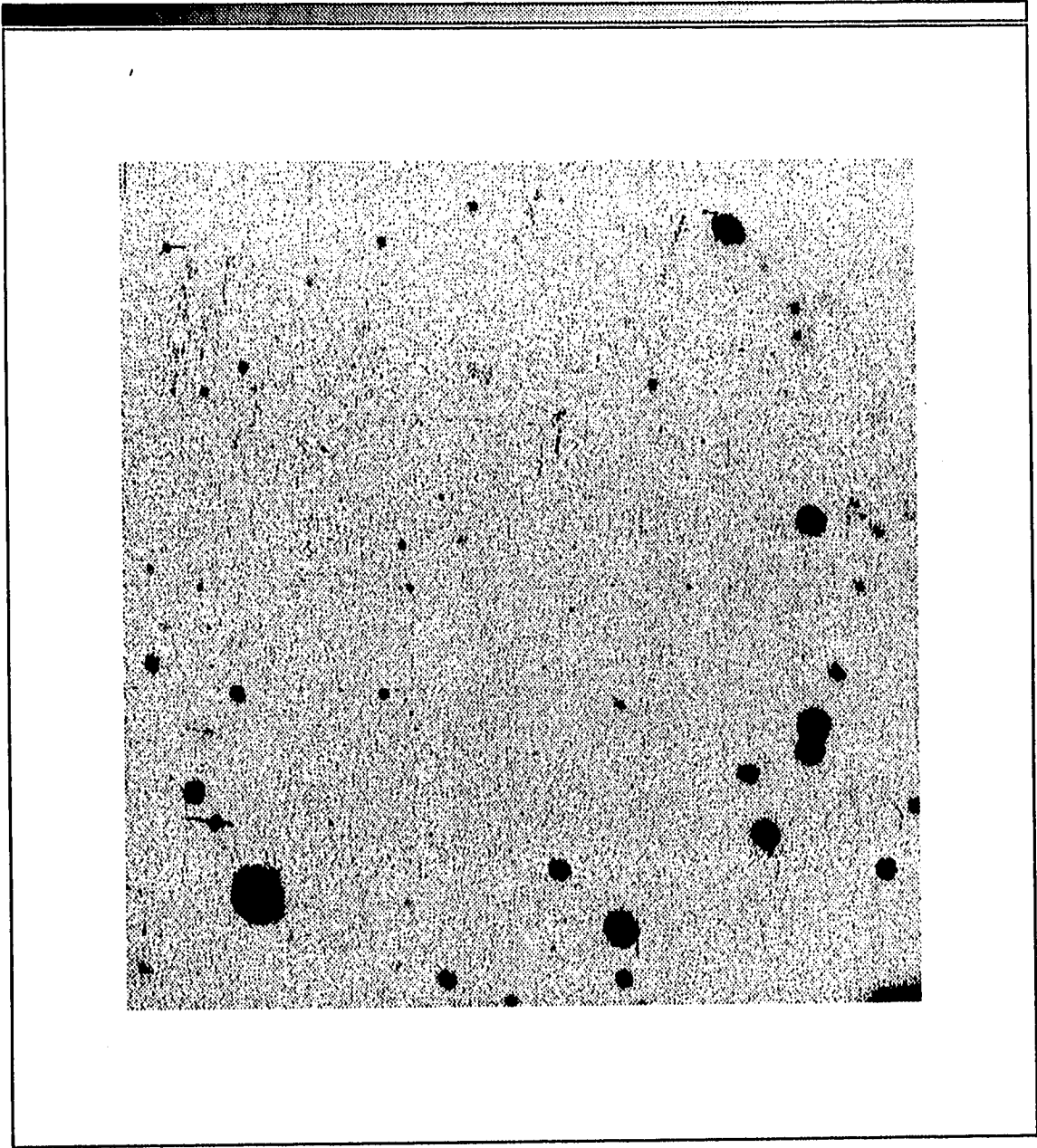


C4



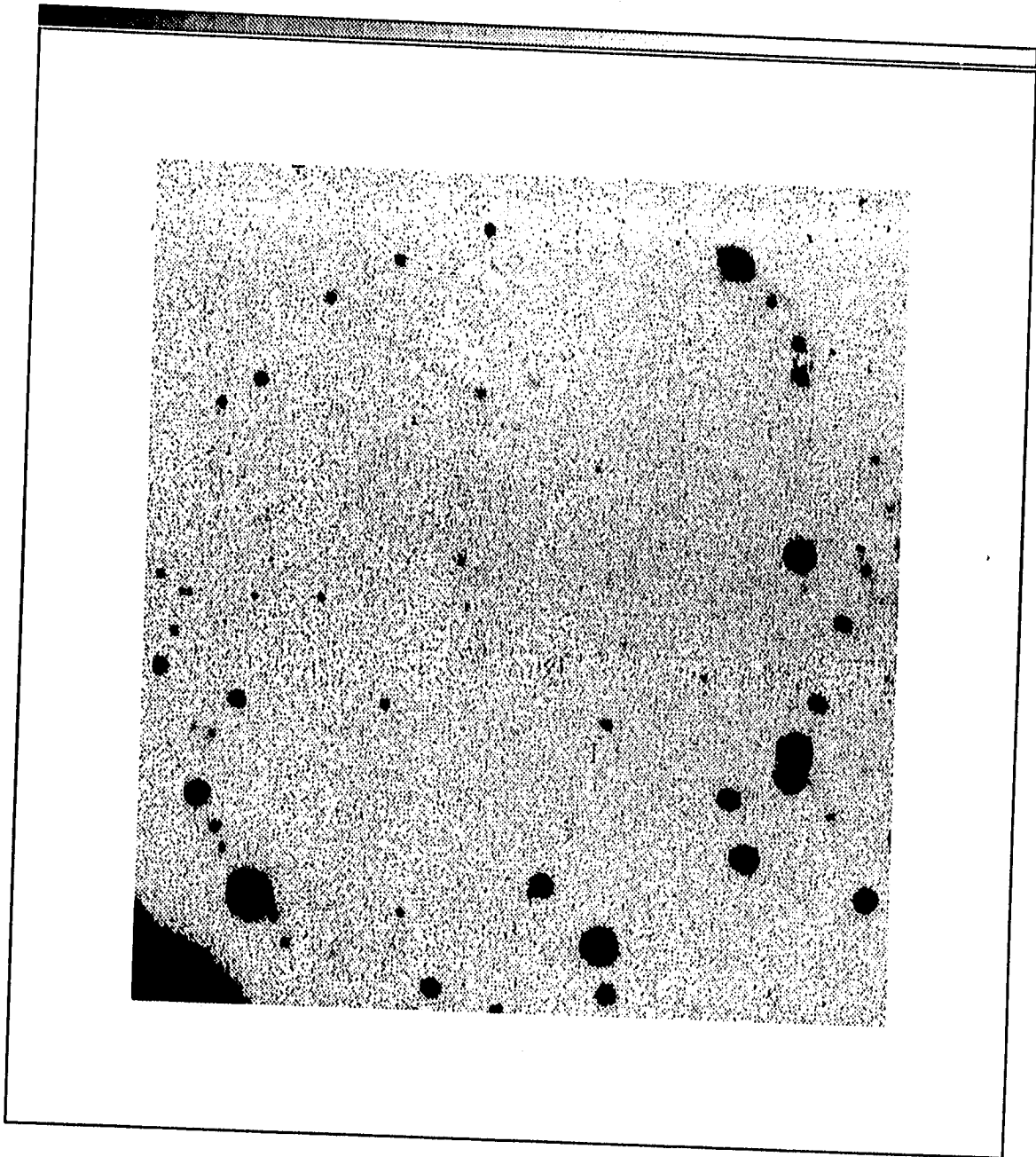
C8



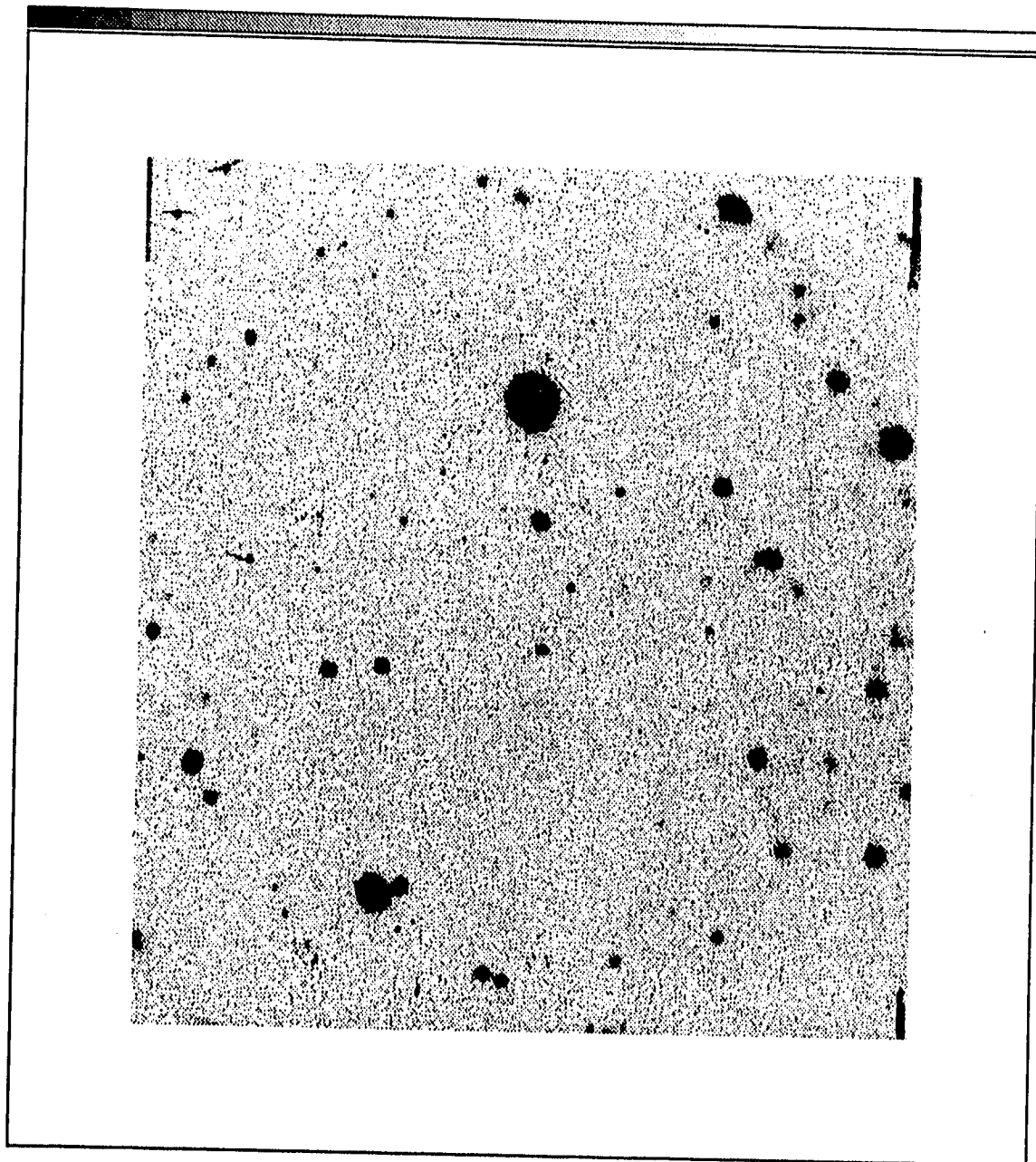


**D4**

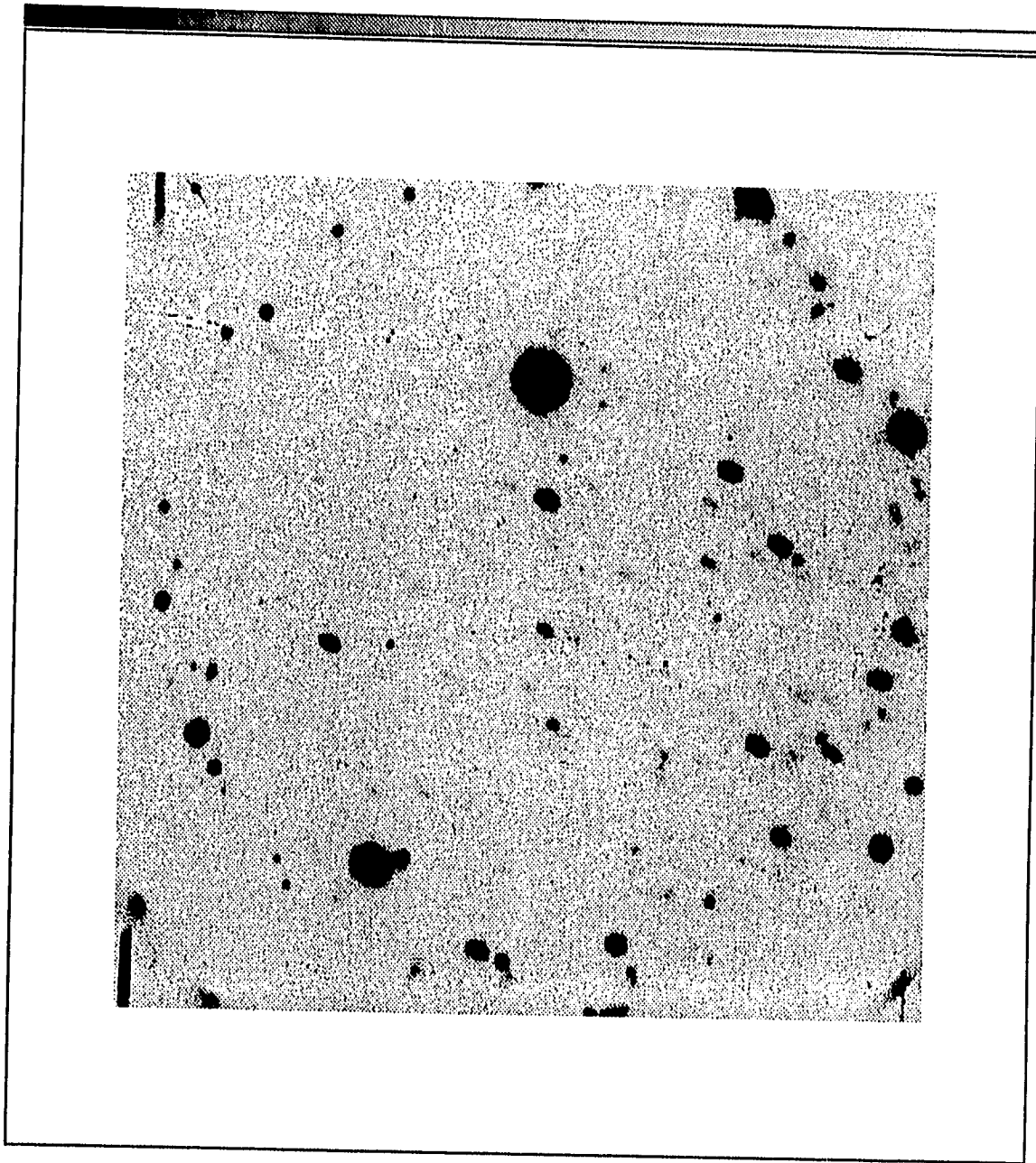




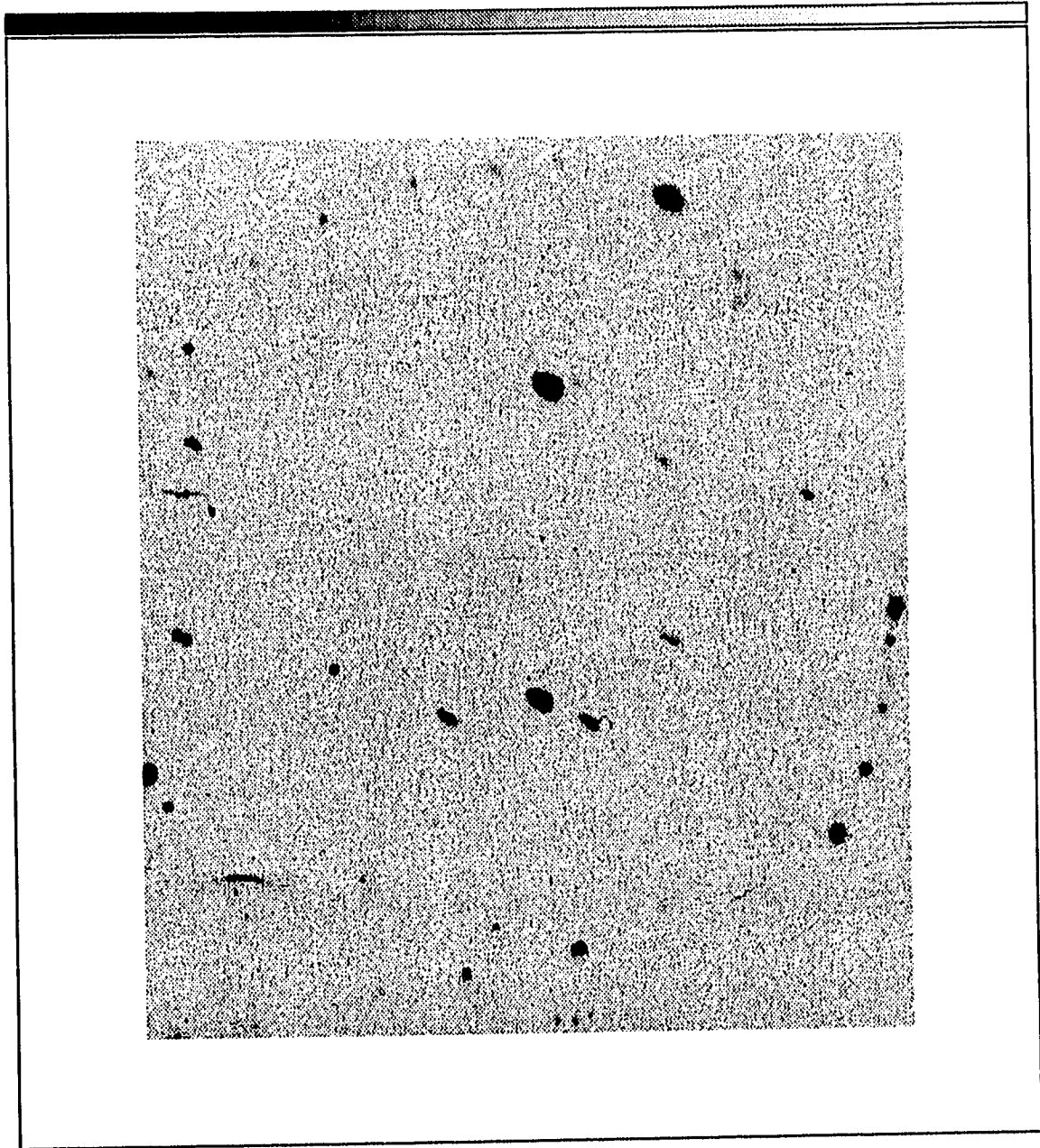
**D8**



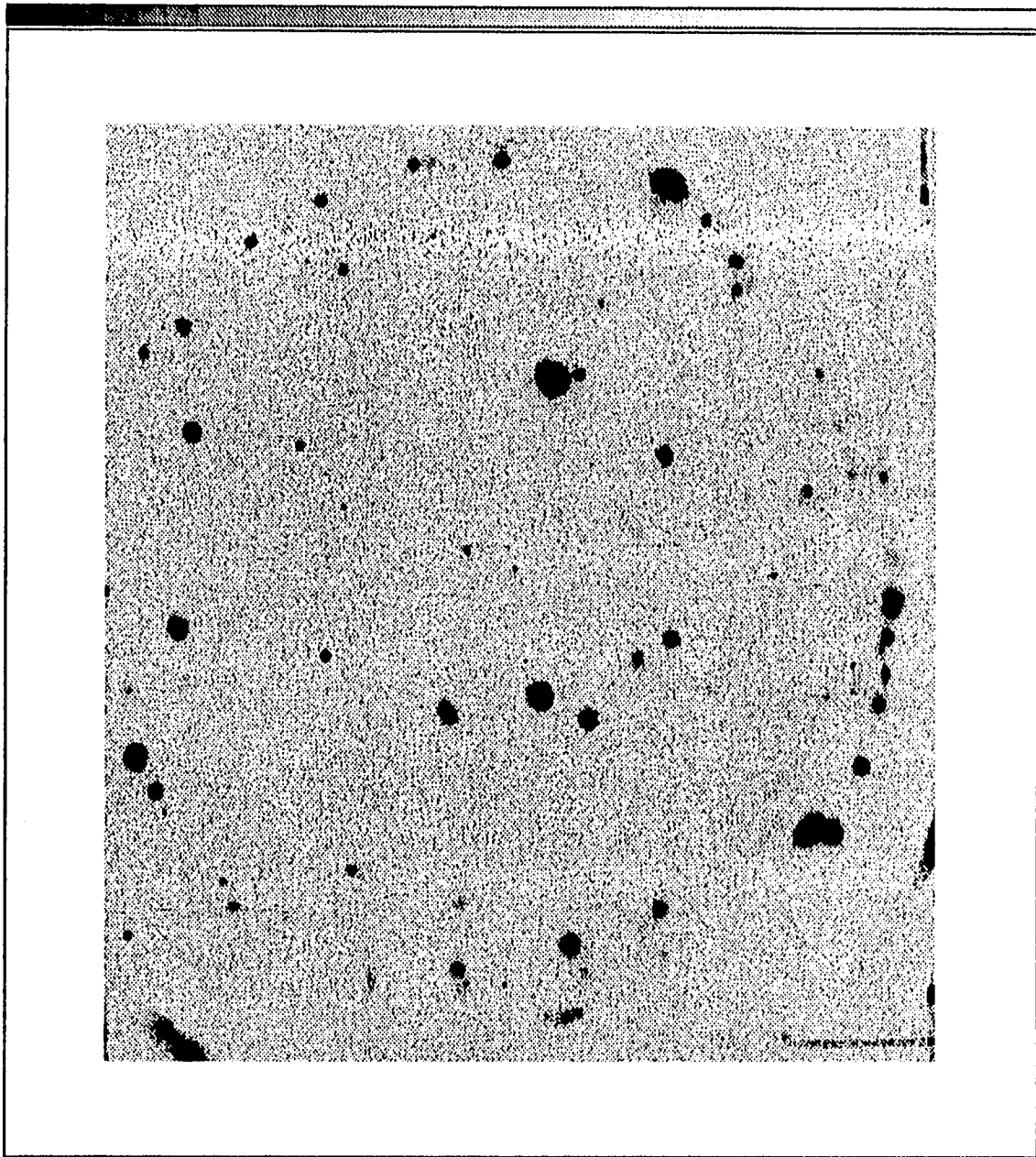
**E4**



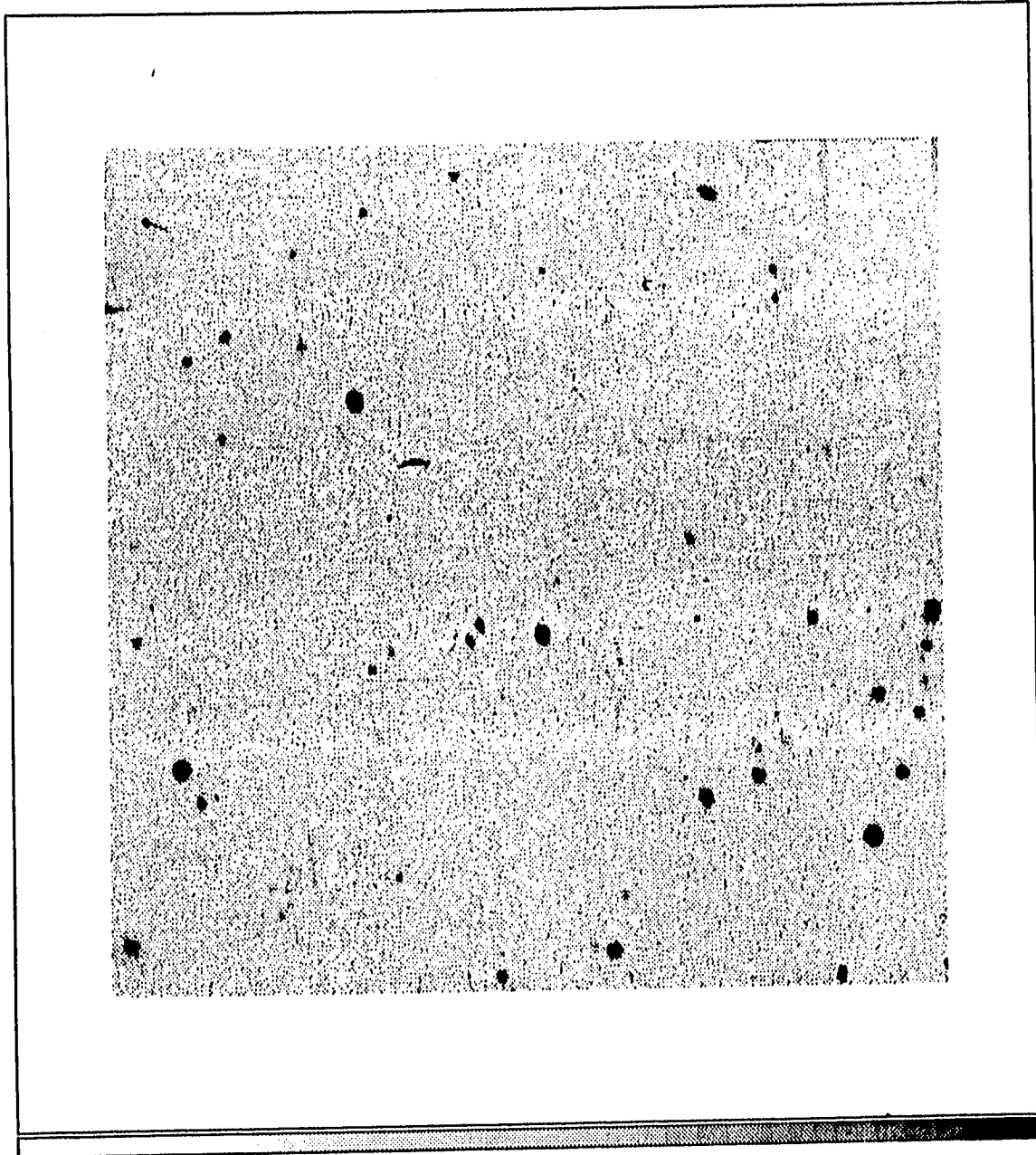
E8



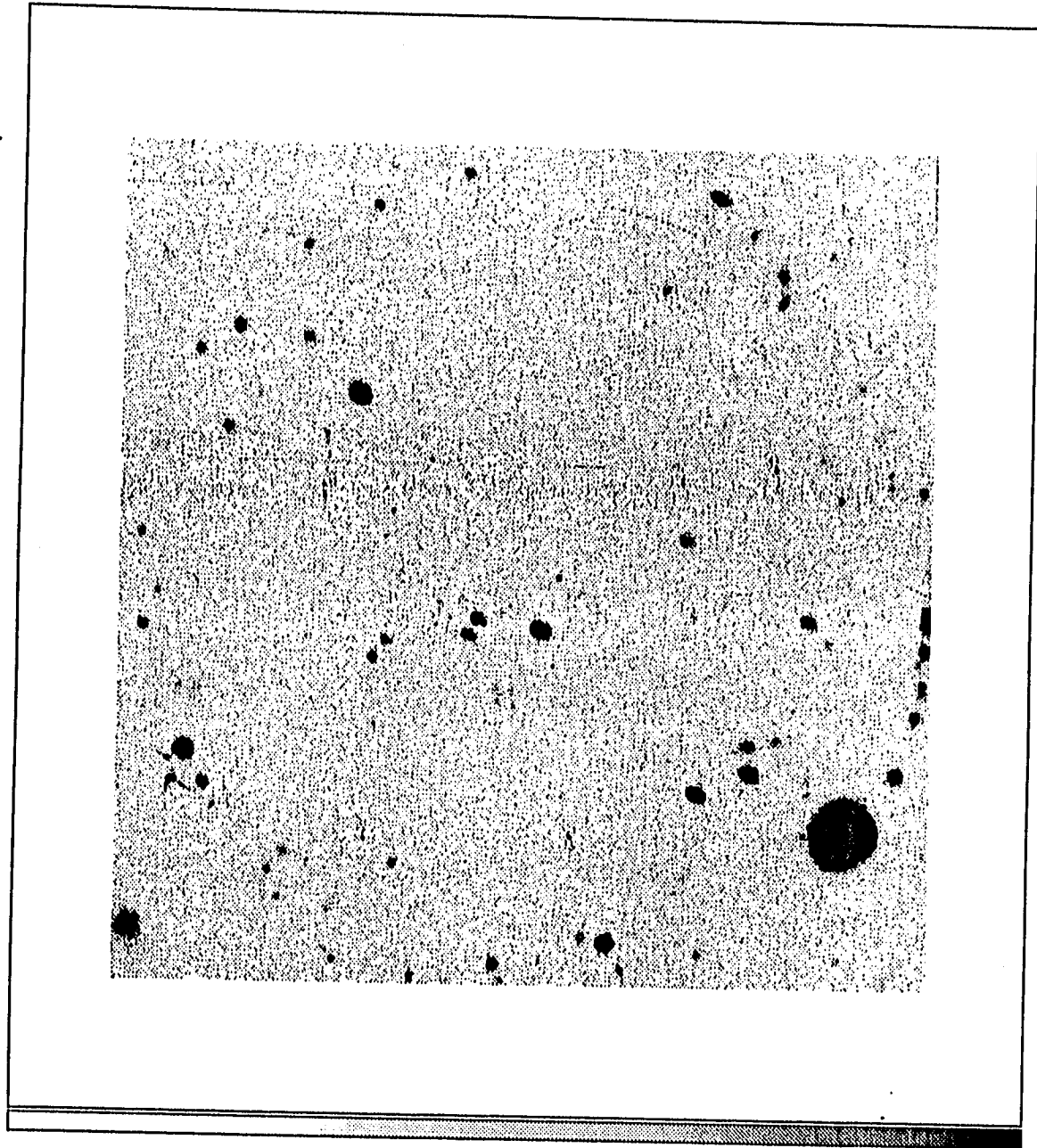
**F4**



**F8**

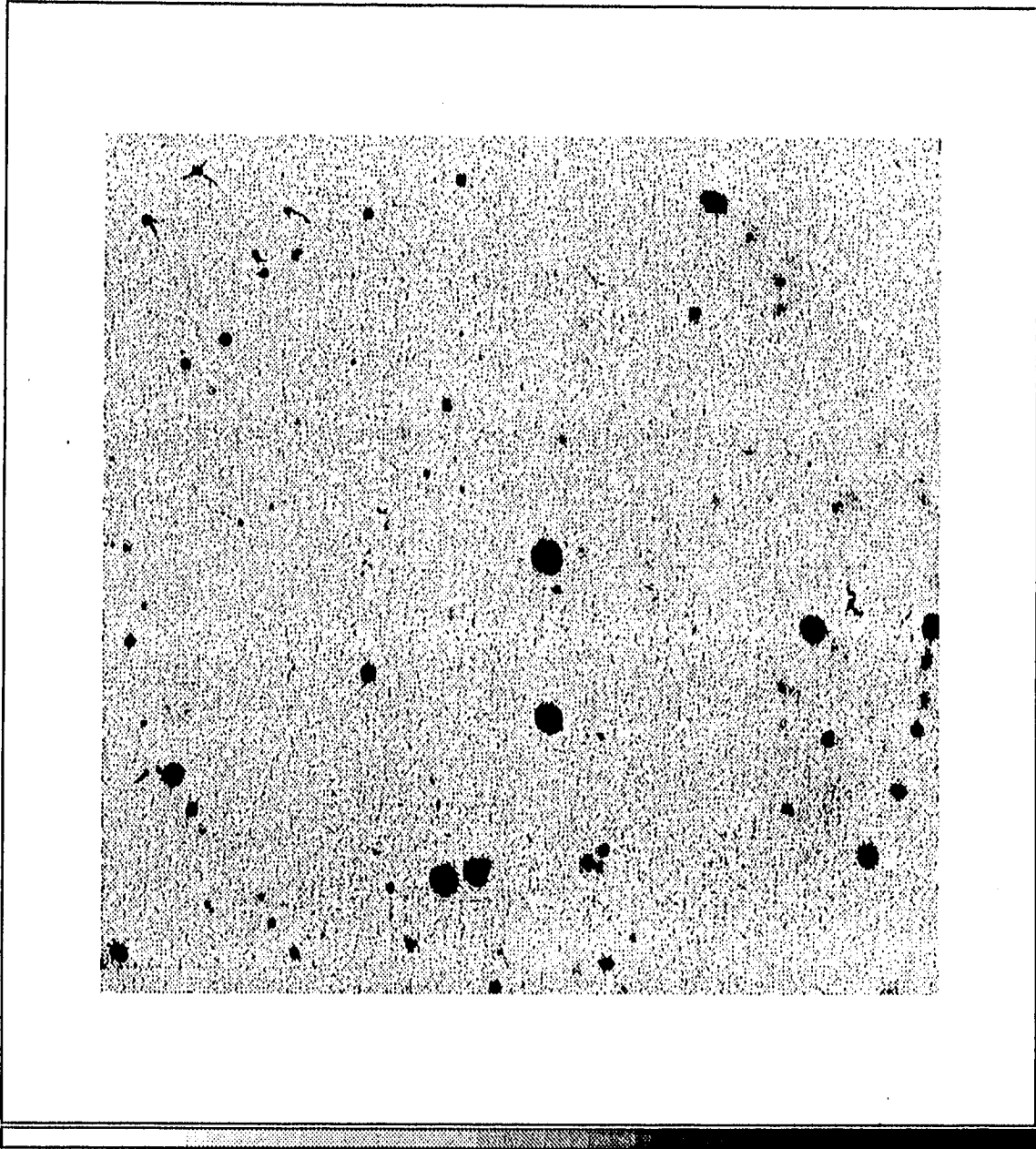


G4



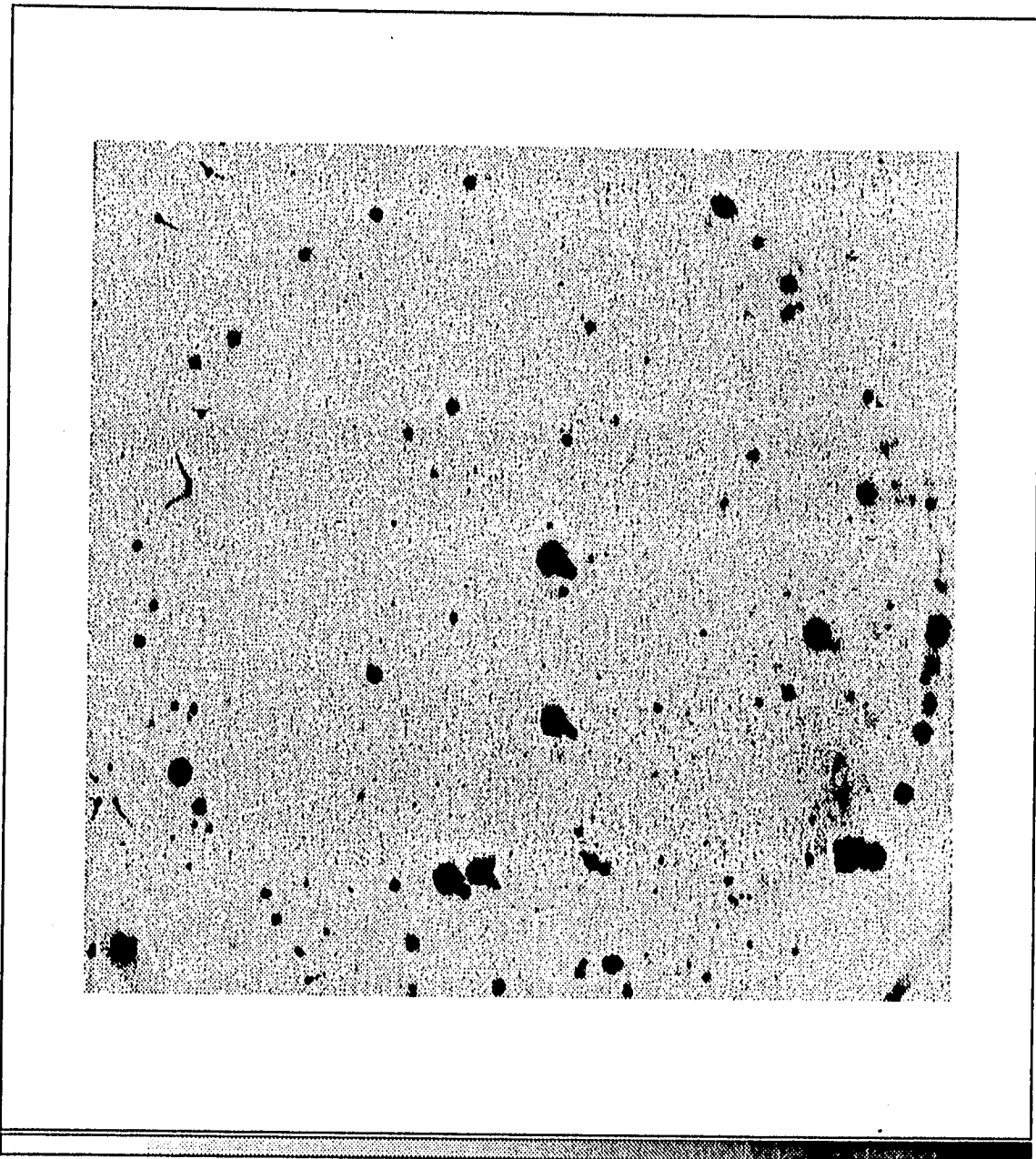
G8



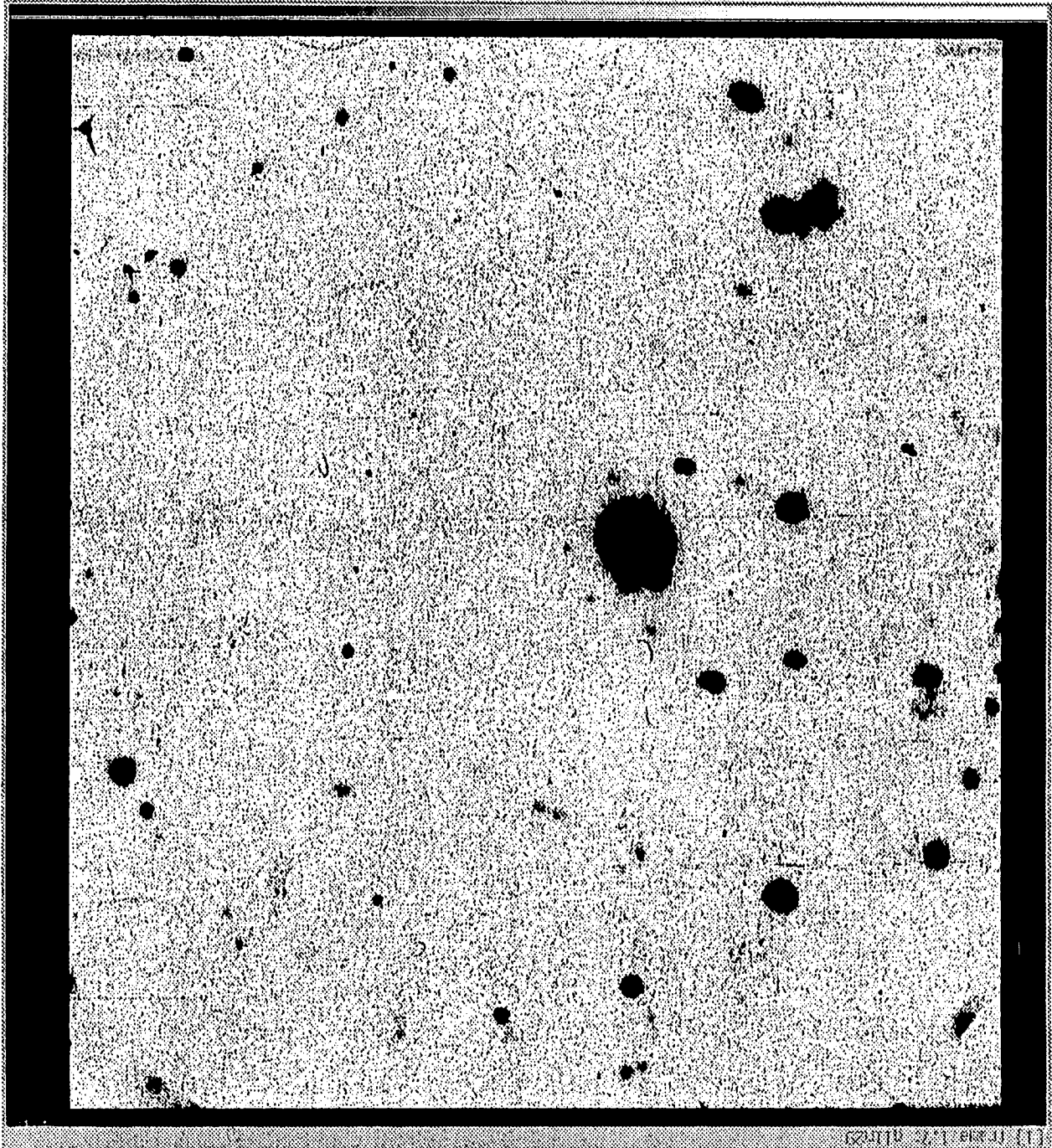


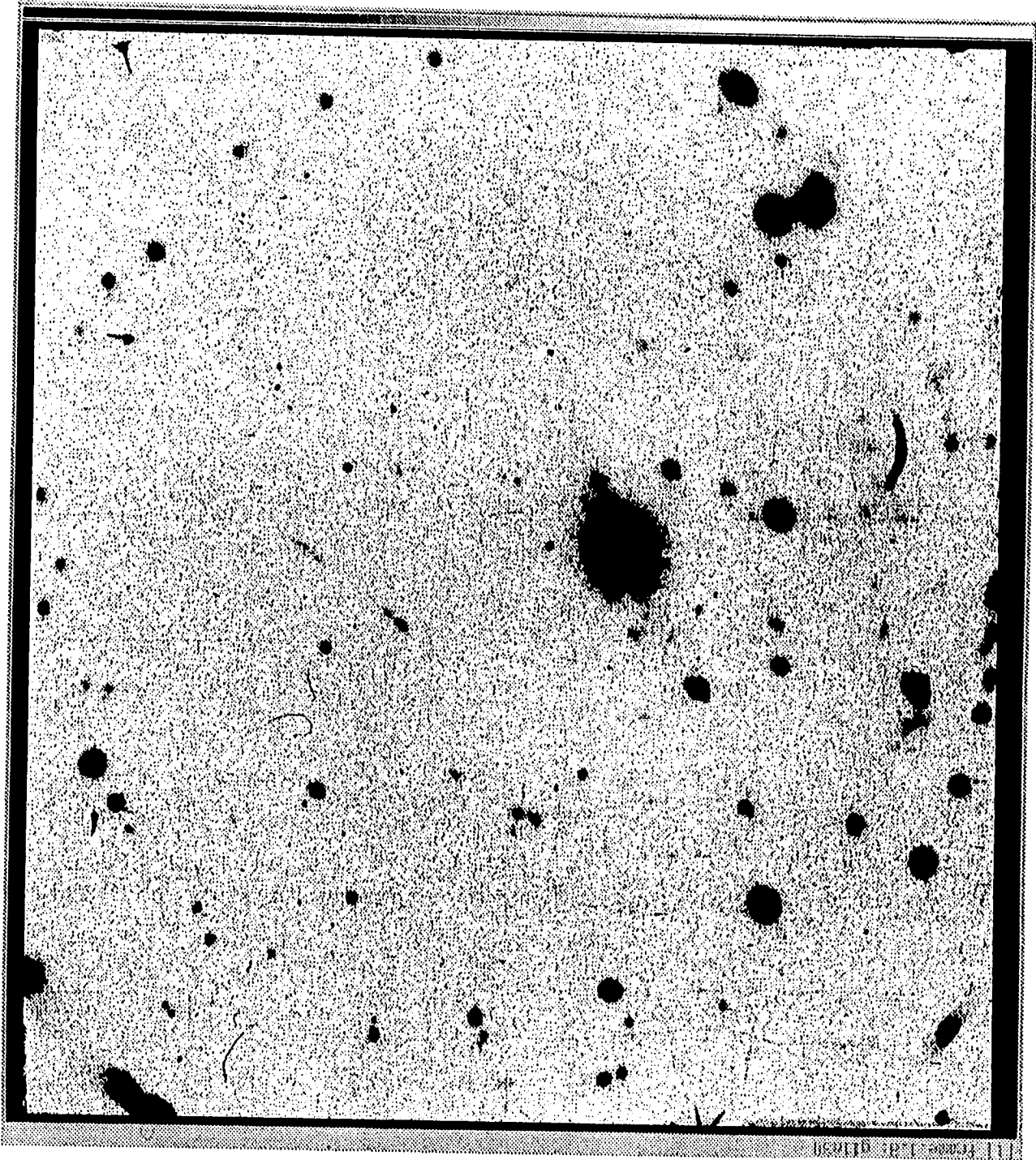
H4

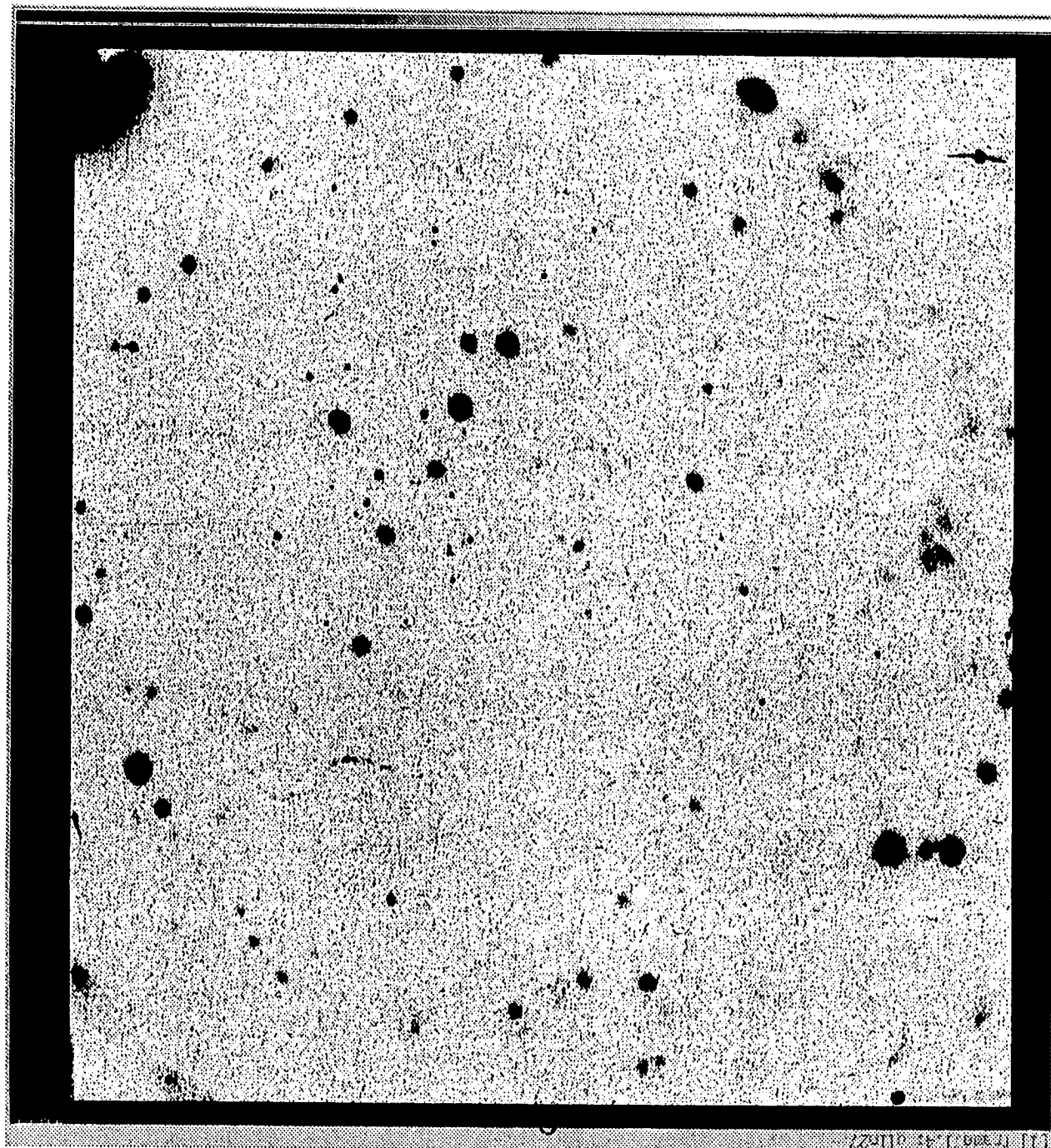




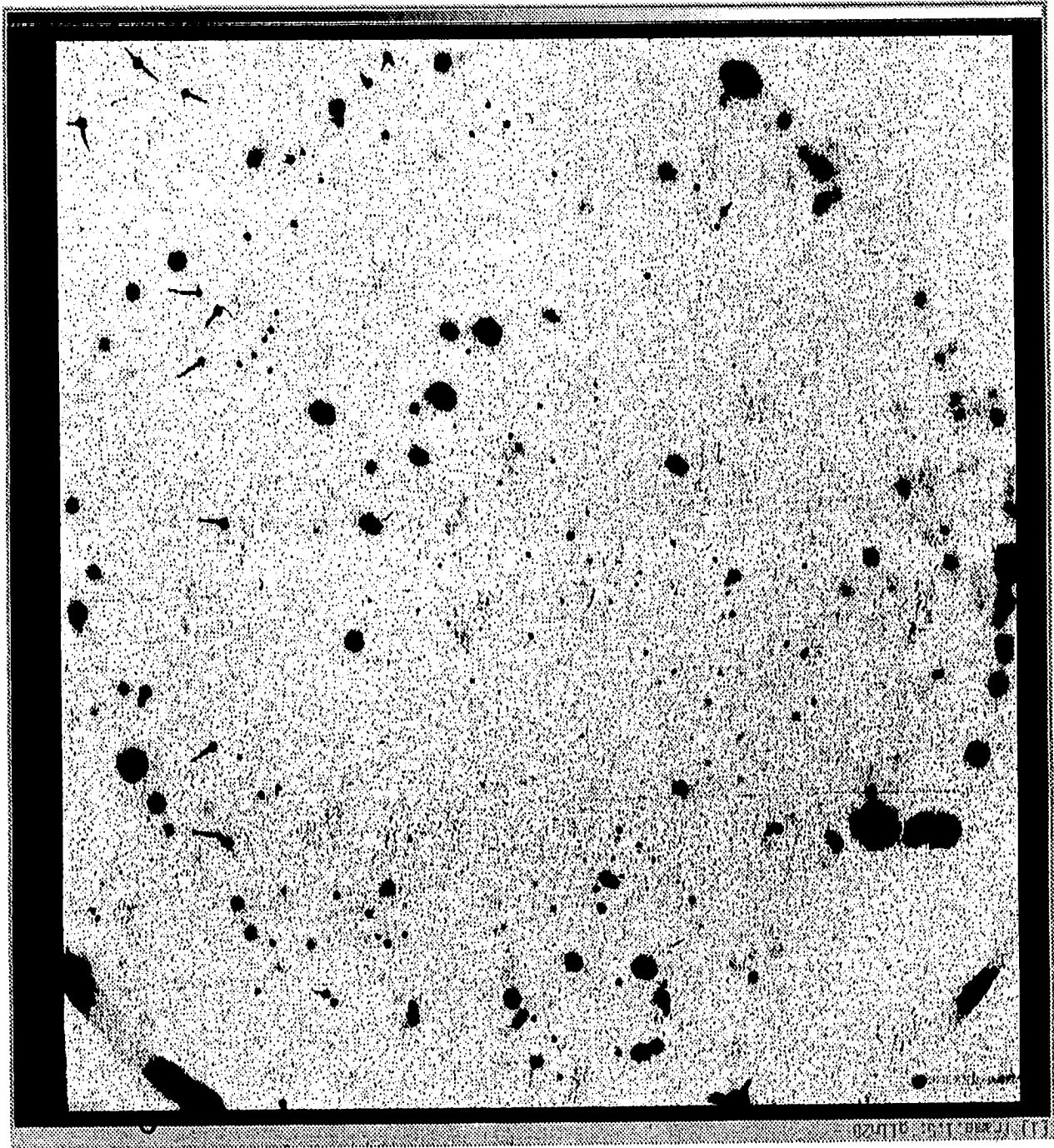
H8







J4



J8



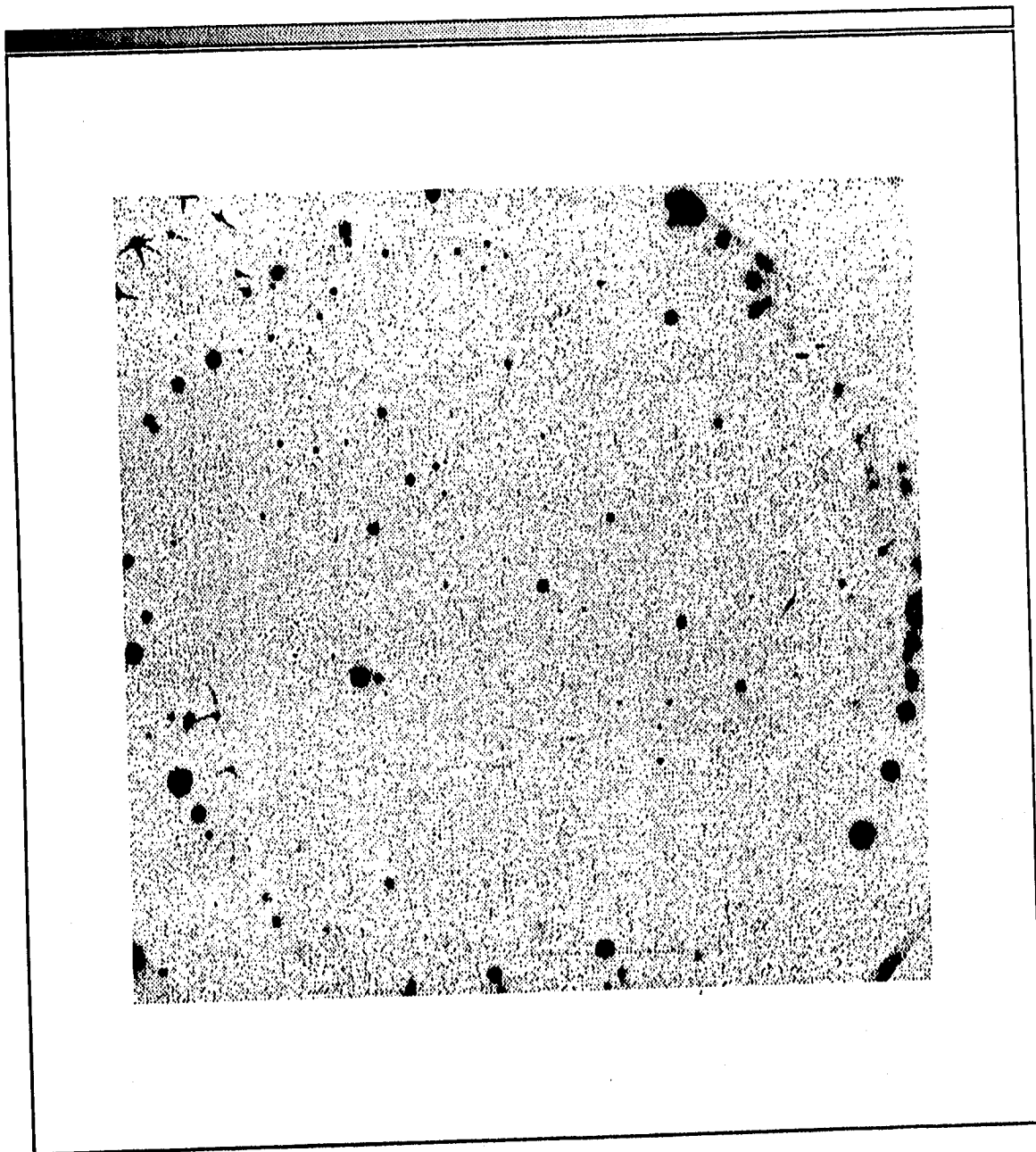
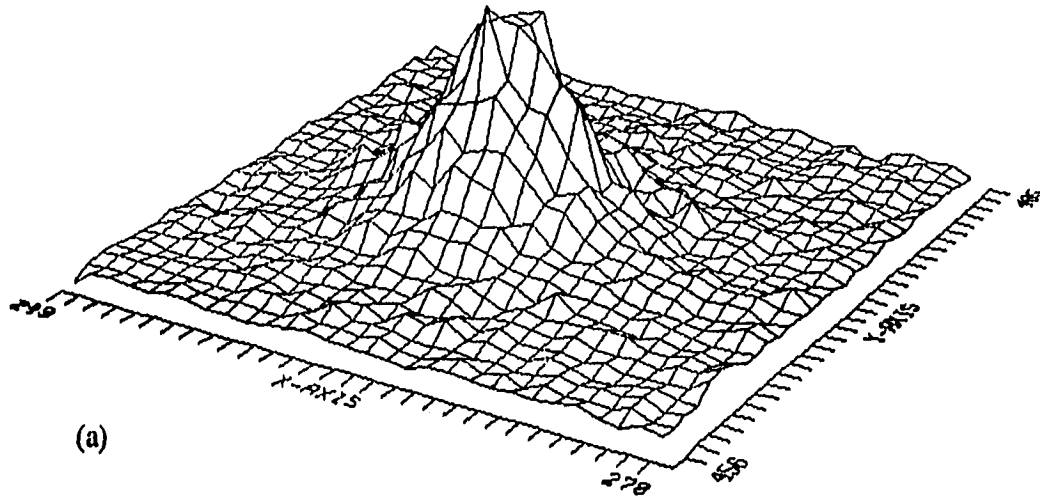


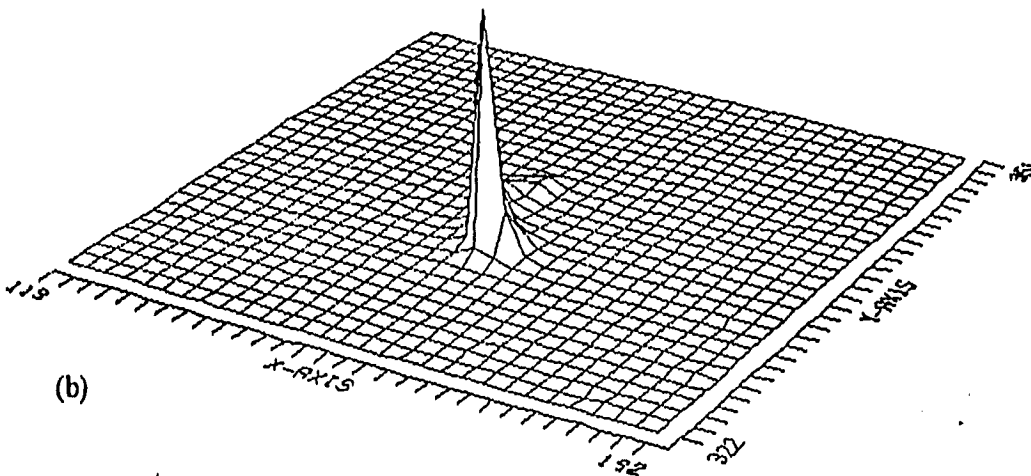
Figura II.3 Imagen de 16 minutos de exposición con el obturador cerrado.

NOAO/IRAF V2.10EXPORT snavarro@tehueca Thu 11:33:53  
g11n25f: Surface plot of [249;278,456;485]



(a)

NOAO/IRAF V2.10EXPORT snavarro@tonal1 Mon 11:16:22  
g11n25f: Surface plot of [113;142,322;351]



(b)

Figura II.4 Comparación de la apariencia de una estrella de magnitud 7.4 (a) y de un punto debido a ruido(b), como aparecen en las imágenes del Glazar.

NOAO/IRAF V2.10EXPORT snavarro@tehueca Thu 11:27:24  
g11n25f: Vector 123.0,330.0 to 277.0,482.0

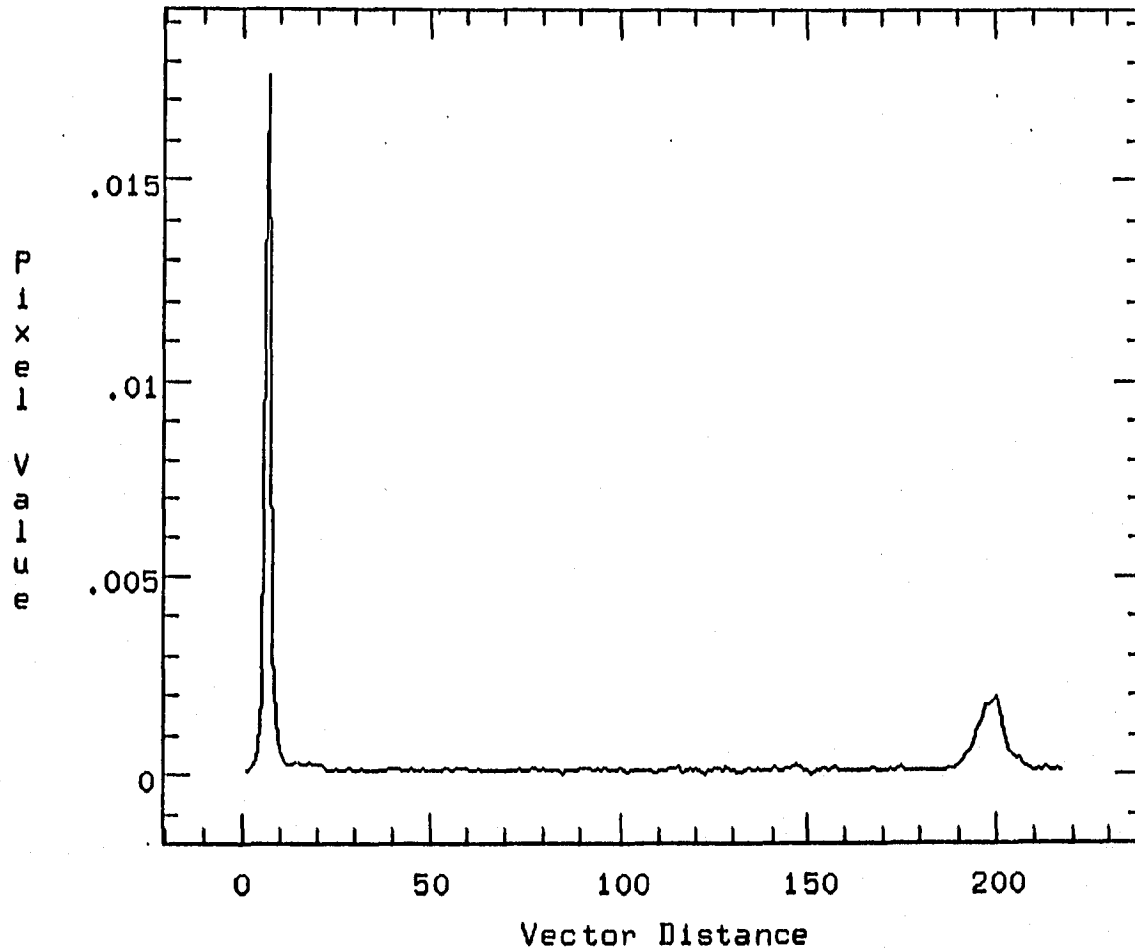
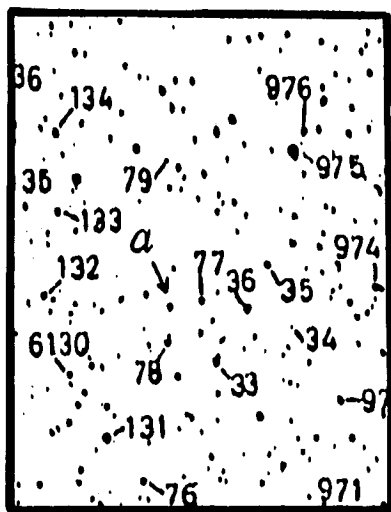


Figura II.5 Gráfica en donde se puede apreciar el perfil de un punto correspondiente a ruido y el de una estrella de magnitud 7.4 (la No. 99).

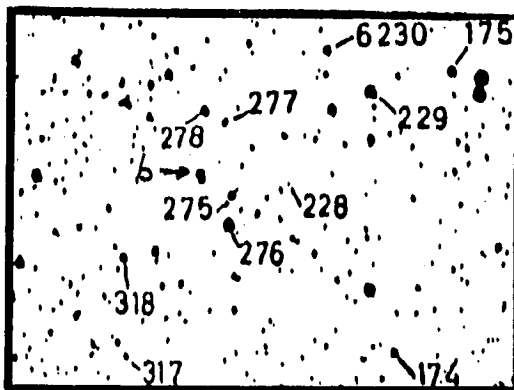




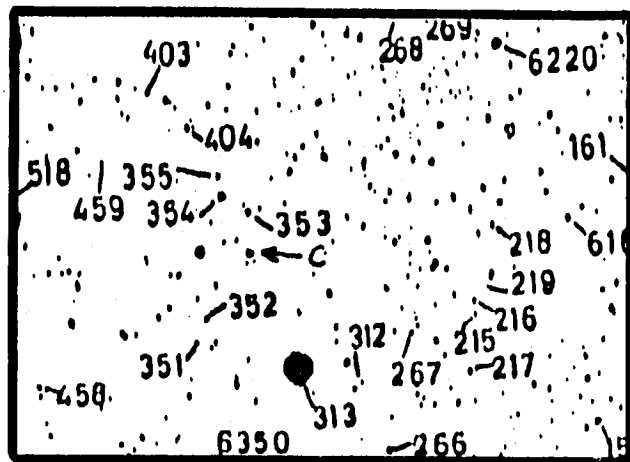
Figura II.6 Mapa en donde se muestra la región observada, reproducido del Cordoba Durchmusterung (época 1875.0). La mayor parte de las estrellas detectadas en las fotografías del Glazar se encuentran identificadas por su número secuencial, de acuerdo a la tabla III.2, solo algunas de las mas debiles no aparecen en este mapa. La letra mayúscula (de la A a la J) identifica el campo correspondiente en las figuras II.2.



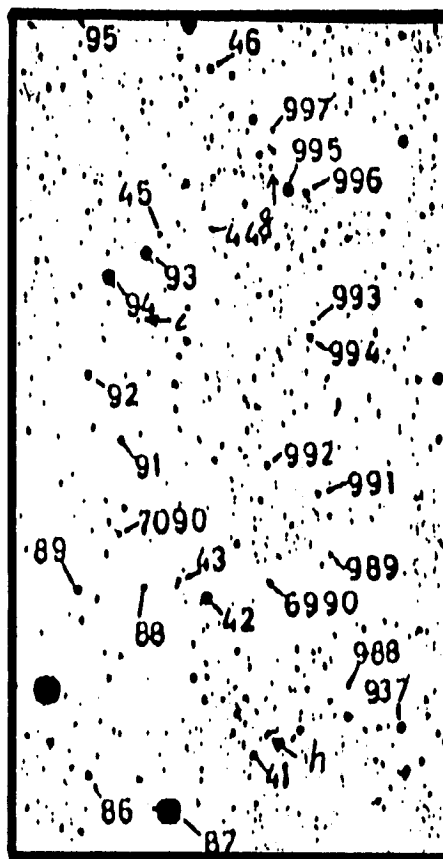
*a*



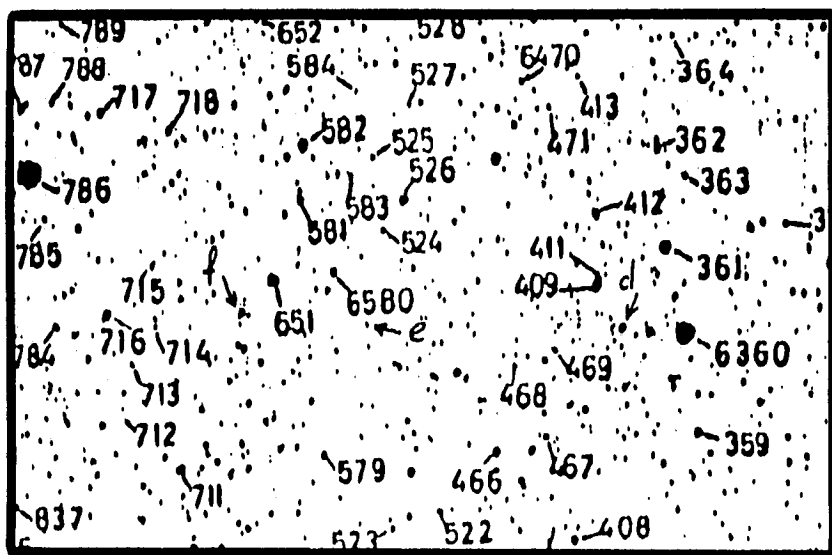
*b*



*c*

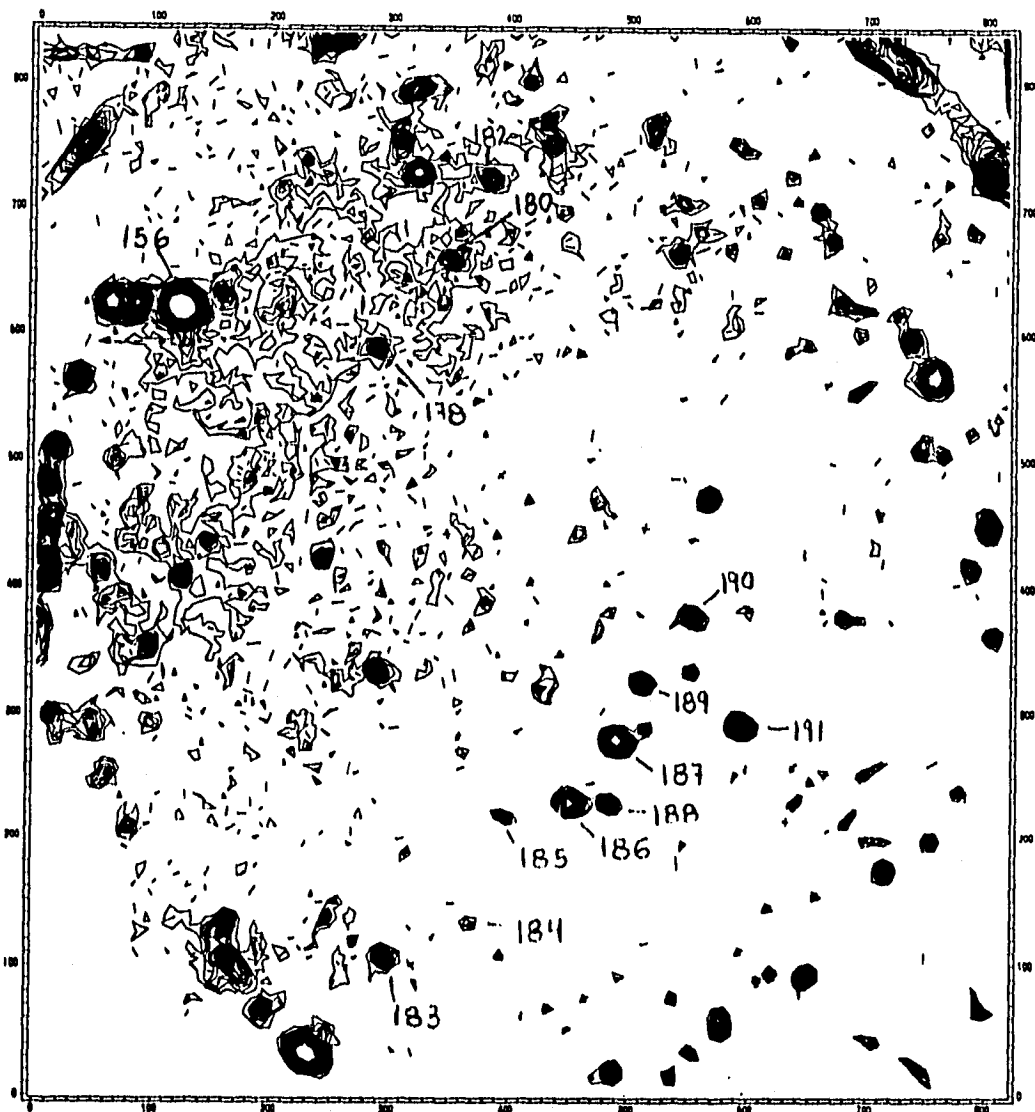


*g, h, i*



*d, e, f*

Figura II.7 Mapas de identificación de las estrellas que no fueron encontradas en los mapas de Loden et al. (1976) ni en el HD. Los mapas son fragmentos de los de Loden y los números también son los que utilizan estos autores.



contoured from 155. to 311., interval = 4.  
 NOAO/IRAF V2.10EXPORT enavarro@citi.lla1 Tue 14:31:28 30-Nov-93

Figura II.8 Ejemplo de un mapa de isocontornos de una imagen del Glazar (J8). En ella se muestra la identificación de las estrellas (número de acuerdo a la tabla III.2) y se puede observar la apariencia del cielo, la cual varía dentro de la imagen.

## **CAPITULO III**

### **PROCESO DE REDUCCION Y ANALISIS DE ERRORES**

#### **III.1. DIGITALIZACION**

La digitalización de las imágenes se llevó a cabo utilizando el microdensitómetro PDS1010A del INAOE.

Se digitalizaron un total de 24 imágenes o cuadros, dos de los cuales corresponden a exposiciones de 16 minutos con el obturador cerrado; estas exposiciones se realizaron con la idea de poder evaluar el ruido intrínseco que puede estar presente en las imágenes. Otras dos de las exposiciones corresponden a las impresiones de las manchas fotométricas, las cuales se realizaron en la Tierra. Estas manchas consisten en impresiones de fuentes con diferentes intensidades bien conocidas (12 en total) y se utilizaron para determinar la curva de respuesta o curva característica de la película. Las 20 imágenes restantes cubren, como ya se mencionó, diez campos diferentes con dos exposiciones por campo: una de cuatro minutos y otra de ocho minutos.

La digitalización se realizó utilizando los siguientes parámetros:

Velocidad de barrido:	200, equivalente a 2 cm/seg
Tamaño de la ventana para lectura:	50 x 50 micras
Tamaño del avance en x:	50 $\mu$
Tamaño del avance en y	50 $\mu$

Como cada imagen mide alrededor de 4 cm, se obtuvieron imágenes ya digitalizadas de 800 x 800 píxeles aproximadamente, lo cual representa una resolución de 5.85 segundos de arco por píxel.

### III.2. TRANSFORMACION DE DENSIDAD A INTENSIDAD

Una vez digitalizadas las imágenes, se procedió a realizar la transformación de densidad de la película a intensidad relativa utilizando la curva característica, la cual se obtuvo a partir de las imágenes de las "manchas fotométricas" que fueron impresas en cada película antes de ser transportada hacia la estación espacial Mir y después de su regreso a la Tierra.

Para el cálculo de la curva característica y la transformación de las imágenes se utilizó el paquete de reducción DTOI (density to intensity) de IRAF. (Jacoby 1988) Este paquete consta de cuatro partes o tareas principales:

- "SPOTLIST" Calcula la densidad de las manchas de calibración.
- "DEMATCH" Relaciona las densidades obtenidas en "spotlist" con los valores del logaritmo de la exposición correspondientes.
- "HDFIT" Ajusta la curva característica a los datos de densidad y logaritmo de la exposición.
- "HDTOI" Transforma una imagen o lista de imágenes de acuerdo a la curva calculada con HDFIT.

Como primer paso se calculó la densidad de cada una de las manchas de calibración, para ello se tomaron pequeños segmentos de 21 x 21 píxeles ("spots") de la parte central de cada una de ellas con el fin de eliminar los defectos en el borde de cada mancha. Así mismo se obtuvieron igual número de imágenes con el mismo tamaño de regiones cercanas a cada mancha pero fuera de ellas ("fogs"). Las imágenes así obtenidas fueron las que se utilizaron en "SPOTLIST" para determinar la densidad de cada "mancha fotométrica".

A continuación se utilizó la tarea "DEMATCH" para adjudicar a cada densidad obtenida el valor correspondiente de logaritmo de la intensidad relativa, la cual es proporcional al tiempo de exposición. Para poder hacer esto se tuvo que insertar previamente, el archivo "GLAZAR" dentro de la librería "noao\$lib/hdwedge.dat" de IRAF con la información del logaritmo de la intensidad relativa de cada una de las manchas fotométricas en orden ascendente.

Utilizando "HDFIT" se ajustó a las parejas de datos (densidad, log int) una función de tipo potencia de orden seis. En la figura III.1 se presenta la curva ajustada y los puntos que se utilizaron para calcularla.

Finalmente, se utilizó la tarea "HDTOI" para transformar las imágenes digitalizadas en imágenes de intensidad, basándose en la curva característica encontrada con anterioridad. Esta tarea transforma cada pixel de la imagen utilizando la función ajustada y le da el valor de intensidad correspondiente.

Es bueno hacer notar aquí que todas las imágenes digitalizadas formaban parte de un mismo rollo de película, por lo que fué posible utilizar la misma curva de calibración para todas ellas.

Más detalles sobre el paquete DTOI de reducción se pueden encontrar en el manual de IRAF (Jacoby, 1988).

### **III.3. OBTENCION DE LA CURVA DE CALIBRACION**

Ya con nuestras imágenes transformadas a intensidad, se utilizó el paquete "APPHOT" ("aperture photometry") para obtener las "magnitudes instrumentales", o más bien una cantidad que llamaremos parámetro fotométrico "P" el cual está linealmente relacionado con la magnitud, la función que los relaciona es la curva de calibración.

#### **III.3.a Obtención del parámetro fotométrico (magnitud instrumental).**

En el paquete "APPHOT" se tienen una serie de tareas, entre ellas las más usuales son: (Davis, 1989a y 1989b).

- "CENTER"    Calcula con precisión los centros de una lista de objetos, ya sea calculando el centroide de la distribución o bien utilizando otros algoritmos.
- "DAOFIND"    Encuentra automáticamente objetos en una imagen.
- "FITPSF"    Ajusta la "psf" ("point spread function") con una función analítica.
- "FITSKY"    Calcula los valores del cielo a partir de una lista de regiones anulares o circulares.
- "PHOT"    Calcula las magnitudes de una lista de estrellas.
- "RADPROF"    Calcula el perfil radial de cada una de las estrellas de una lista, así como la intensidad y magnitud en los radios predeterminados.
- "WPHOT"    Calcula magnitudes con un peso determinado.

Las tareas que se utilizaron principalmente fueron: "PHOT" y "RADPROF". Sin embargo, dentro de ellas mismas están incluidas las tareas de centrado ("CENTER"),

calculo del cielo ("FITSKY") y es posible ajustar sus parámetros así como los parámetros de la fotometría ("Photpars") y los dependientes de los datos ("datapars").

En los manuales de IRAF se encuentra la descripción de todas estas tareas y de los parámetros que es necesario ajustar en cada una de ellas.

El procedimiento general que se siguió al utilizar la tarea PHOT fue el siguiente:

Se prepara inicialmente una lista con las coordenadas de los objetos que se desea determinar su magnitud. Para determinar las "coordenadas" de cada objeto es necesario tomar en cuenta un parámetro denominado "escala", el cual transforma de num. de pixel a "coordenadas". Como en nuestro caso la escala utilizada fué la unidad, las coordenadas correspondían al número de pixel en  $x$  y en  $y$ . Esta lista es la que entra al programa "PHOT".

Si se elige la opción de centrado, en cada posición de esta lista y dentro de un círculo de radio  $R_c$ , especificado en los parámetros, el programa calcula el centroide o el algoritmo elegido para calcular el centro de la estrella.

A continuación se calcula el valor del cielo utilizando un anillo circular de radio  $r$  y ancho  $\Delta r$  alrededor de la estrella; estos valores se eligen tratando de evitar en lo posible que se intersecten con algún otro objeto, aunque el programa que calcula el valor del "cielo" puede eliminar cualquier pixel que este por arriba de " $n\sigma$ " del valor medio, donde  $n$  es un entero predeterminado y  $\sigma$  la desviación estandard del cielo. El valor del "cielo" que se obtiene se utiliza posteriormente para obtener el parámetro  $P_i$  en cada radio elegido.

El parámetro  $P_i$  es calculado por el programa como:

$$P_i = -2.5 \log S_i + C$$

Donde  $C$  es una constante que en esta etapa puede tomar cualquier valor y  $S_i$  es la suma de las intensidades en el radio  $i$  una vez que se sustrajo el cielo.

Dicho parámetro se calcula para una serie de radios, generalmente desde  $R=2$  hasta  $R=10, 15$  o  $20$  pixeles, dependiendo de la magnitud de la estrella (debido a esto se incluye el subíndice  $i$ )

El valor de  $P$  que corresponde a la magnitud instrumental de cada estrella se elige basándose en los valores de la magnitud obtenidos para cada radio, pues generalmente a partir de un radio de  $12$  a  $16$  pixeles la magnitud obtenida permanece casi constante. Los valores típicos del radio al cual se calcula la magnitud para el caso de estrellas débiles ( $m > 7.5$ ) es de  $8$  a  $10$  pixeles, mientras que para estrellas de magnitud menor a  $7.5$  pero mayor de  $5.5$  el radio utilizado es de entre  $12$  y  $15$  pixeles, en el caso de estrellas muy brillantes el radio en el cual se volvía casi constante la magnitud calculada era de entre  $16$  y  $20$  pixeles. Un criterio adicional que se utilizó para determinar dicho radio fue el perfil radial de la estrella; para obtenerlo se utiliza la tarea "radprof" (radial profile), en este tipo

de gráfica es posible determinar el radio mínimo dentro del cual queda incluida la mayor parte de la luz de la estrella, eligiéndose por tanto, el valor de  $P_i$  correspondiente a dicho radio.

En esta etapa del trabajo se encontraron varios problemas, entre ellos el principal fué el no poder determinar una función ("point spread function") única para todas las estrellas. Esto debido a que la imagen de cada una de ellas es diferente en cada cuadro<sup>1</sup>, es decir en algunos cuadros la imagen estelar aparece mas alargada que en otros.

Debido a esto, no se utilizó la tarea "DAOFIND" para identificar las estrellas y encontrar sus coordenadas, pues dicha tarea supone que la imagen estelar es uniforme, es decir siempre tiene las mismas características en cuanto a tamaño y forma.

Por ello se prefirió determinar las coordenadas de cada estrella individualmente (utilizando la posición del cursor), así como el tamaño de cada una (radio) y el tamaño del anillo que se utilizaría para determinar el valor del cielo en cada caso.

Otro problema que se encontró en algunas ocasiones fué el de estrellas muy próximas entre sí, de manera que su imagen aparece superpuesta. En algunos casos fué posible separarlas utilizando sus perfiles radiales (ver figura III.2) pues con ellos se puede encontrar un radio de traslape y, ajustando una gaussiana a cada una de ellas es posible separar la contribución individual.

### III.3.b Estrellas estandard.

Parte de las estrellas detectadas por el Glazar, ya han sido observadas anteriormente: 42 de ellas con el Celescope (Davis et al. 1973), 29 con el telescopio S2/68 del satélite TDI (Thompson et al. 1978) y 5 de ellas con el ANS (Wesselius et al. 1982). Sin embargo, Tovmassian et al. (1993b) encontraron que los valores del Celescope son sistemáticamente menores por 4.5 magnitudes por lo que dichas observaciones no se utilizaron para la calibración, sino que se emplearon las 29 estrellas del catálogo de Thompson et al., las cuales incluyen tres de las cinco observadas por el ANS.

Para obtener la magnitud en 1640 Å de cada una de las estrellas de calibración se realizó una interpolación de los flujos en 1565 y 1965 Å del TDI y se utilizó la fórmula:

$$m(\lambda) = -2.5 \log F(\lambda) - 21.175 \quad (\text{Hayes y Latham, 1975}),$$

donde  $m(\lambda)$  y  $F(\lambda)$  representan la magnitud y el flujo en la longitud de onda  $\lambda$ .

---

<sup>1</sup> Hay que recordar que el término "cuadro" se utiliza aquí, al igual que en el Capítulo II, como sinónimo de la imagen de un campo estelar, para no confundirla con la imagen de una sola estrella.



La lista de las estrellas estandar y sus magnitudes en 1640 Å, obtenidas por interpolación se presenta en la tabla III.1. En esta tabla solo aparecen 28 de las 29 estrellas debido a que la estrella HD 103285 no se utilizó en la calibración ya que en las imágenes del Glazar la posición de esta estrella coincide con uno de los puntos más fuertes de ruido y no fue posible eliminarlo en forma confiable.

Cada una de las imágenes que se tienen de cada campo (una con 4 minutos de exposición y otra con 8) se redujeron por separado, es decir el grupo de las imágenes de 8 minutos se redujo en forma independiente de las imágenes de 4 minutos, esto sirvió para darnos una idea de los errores, como veremos mas adelante, pero también debido a ello, se obtuvieron dos curvas de calibración, una para cada grupo de imágenes,

En las figuras III.3 y III.4 se presentan los puntos de calibración obtenidos para las imágenes de 4 y 8 minutos respectivamente, así como las curvas ajustadas, las cuales corresponden a polinomios de tercer grado. En ambas figuras aparecen más puntos que los correspondientes a las 28 estrellas de calibración debido a que varias de ellas se observaron en mas de dos ocasiones. En la figura III.5 se presenta la comparación de las magnitudes obtenidas con el Glazar y las reportadas por Thompson et al.. Como se puede observar, la dispersión que se obtiene es pequeña.

#### III.4. OBTENCION DE LA MAGNITUD EN 1640 Å

La magnitud en 1640 Å de cada una de las estrellas observadas se obtuvo utilizando el ajuste que se hizo a la la curva de calibración correspondiente.

Como se mencionó anteriormente, la mayor parte de las estrellas se observó al menos dos veces y en algunas ocasiones se tienen hasta 4 observaciones, el valor que se adoptó para la magnitud en 1640 Å fue el promedio de todas ellas. En la tabla III.2 se listan los resultados obtenidos, en las columnas 6 y 7 aparecen la magnitud en 1640 Å, la desviación estandar (cuando se tienen 2 o mas determinaciones) y el número de observaciones de cada estrella aparece entre paréntesis.

En esta misma tabla se reportan los siguientes datos para cada una de las estrellas:

- Columna 1    Número progresivo por orden de Ascención Recta
- Columna 2    Número HD, HSTGSC (Hubble Space Telescope Guiding Star Catalogue)  
                  ó Número Glazar
- Columna 3    Número en Loden et al., 1976.
- Columna 4    Tipo espectral. (Blanco et al. 1968, Buscombe 1977, 1980, 1981, 1984,  
                  1988, 1990, Houck y Cowley 1975, Loden et al. 1976, Rufener 1988, y

base de datos Simbad). Como se puede observar, existen diferencias entre las diversas determinaciones del tipo espectral, la forma en que se eligió el tipo espectral con el que trabajaremos se explica en la siguiente sección.

- Columna 5 Magnitud visual de las estrellas. (Blanco 1968, Nicolet 1978 y las referencias mencionadas para tipos espectrales). En los casos en que no se pudo encontrar la magnitud en V, se reporta la magnitud fotográfica  $J=B_J$  del "HST Guide star catalogue" (Russel et al. 1990). Estos casos se marcan con un asterisco.
- Columna 6 Magnitud en 1640 Å, determinada a partir de las observaciones del telescopio Glazar.
- Columna 7 Dispersión estandar.
- Columna 8 Número de determinaciones de la magnitud.

### III.5 ANALISIS DE ERRORES

Puesto que casi todas las estrellas aparecen al menos en dos imágenes (4 y 8 minutos) y ambos grupos de imágenes se redujeron independientemente, es posible comparar las diferentes magnitudes obtenidas para cada estrella y obtener así una estimación del error en las mismas.

Como podemos observar de las curvas de calibración, la parte lineal de las mismas se extiende hasta una magnitud cercana a 8 para las imágenes de 8 min. y hasta magnitud 7.2 aproximadamente, para las imágenes con 4 min. de exposición. Por tanto las estrellas que utilizaremos para comparar son las de magnitud  $m(1640) \leq 7.2$ .

En la figura III.6 se muestra una gráfica de la magnitud obtenida a partir de las imágenes con 4 min. de exposición vs. la obtenida a partir de las imágenes de 8 min. Como podemos ver ambas magnitudes coinciden bastante bien y no se aprecia ninguna diferencia sistemática. Al ajustar una recta con pendiente igual a uno y calcular la desviación estandar de los residuos se obtiene un valor de 0.213.

En la figura III.7 se grafican los errores de la columna 7 vs. la magnitud, como podemos observar, los errores mas grandes estan asociados a las estrellas más débiles, salvo en el caso de tres estrellas brillantes (166, 169 y 175) que tienen un error grande debido a que dos de ellas (169 y 175) quedaron cerca del borde de la imagen y el ruido en esta parte aumenta el error en la determinación de la magnitud; además, la estrella 169 se encuentra muy cerca de dos estrellas muy brillantes, las cuales se sobreponen a ella parcialmente. En la misma figura se puede observar además que las estrellas débiles poseen

errores muy variados, esto se debe a que en la figura están incluidas todas las estrellas que aparecen en más de una imagen y por lo tanto los puntos representan valores de magnitudes que fueron determinados en 2, 3 o hasta en cuatro ocasiones.

De esta última gráfica podemos deducir que el error promedio es de aproximadamente 0.2 magnitudes. Este valor lo utilizaremos mas adelante al hacer una estimación del error en la determinación de las distancias a los diferentes grupos estelares para, de esta manera, darnos una idea de la confiabilidad de las mismas.

TABLA III.1

## LISTA DE LAS ESTRELLAS DE COMPARACION

No.	HD	$m_{1640}^{TD-1}$	No.	HD	$m_{1640}^{TD-1}$
16	101995	6.55	106	103466	6.74
19	102008	6.40	134	103872	7.40
31	102139	6.58	135	103884	2.69
33	102153	5.82	140	104062	6.63
51	102368	5.19	142	104171	7.66
58	102475	5.88	144	104255	6.21
59	102476	7.07	151	104332	5.99
61	102567	6.89	160	104465	6.44
63	102600	6.60	165	104552	6.47
67	102776	1.65	166	104553	5.14
74	102878	7.77	170	104631	4.98
91	103146	6.01	175	104683	5.65
94	103182	5.36	197	104901	6.88
98	103336	6.86	217	105892	6.49

Las magnitudes estelares en 1640 Å ( $m_{1640}^{TD-1}$ ) se obtuvieron por interpolación de los flujos reportados para 1565 y 1965 Å por Thompson et al. (1978), los cuales fueron obtenidos a partir de las observaciones realizadas con el telescopio espacial TD-1.

TABLA III.2

## LISTA DE ESTRELLAS OBSERVADAS

N	HD, HST o No. Glazar	No. de Loden	Tipo Espectral	V	m <sub>1640</sub>	$\sigma$	n
1	308987	5970	B9, A0	10.47*	8.0	-	1
2	308982	5971	B8	10.93*	7.6	0.10	2
3	309018	6023	B1,3, O9V	10.50	8.5:	-	1
4	309017	-	-	10.47*	8.5:	-	1
5	309016	6024	B2	10.10*	7.6	-	1
6	308965	6035	B8	10.77*	7.7	0.15	3
7	308978	-	F0	9.49*	8.5:		1
8	308986	6030	A0	10.86*	8.2:		1
9	308967	6036	B9	10.04*	7.5	0.01	2
10	308983	6031	A2	11.69*	7.8	0.18	2
11	309002	-	A	10.25*	7.6	0.04	2
12	101947	-	F9 Ia, G0 Ia	5.06	6.1	0.07	4
13	308976	6033	B8, B3	--	7.5	0.15	2
14	101964	6025	B0.5 III, B1 lab, B1 Ib, B1,2 III	8.36	5.7	0.16	4
15	309003	-	A	10.35*	7.3	0.25	3
16	101995	-	A2 III/IV, A0	6.09	6.4	0.23	4
17	309001	6026	B, A	10.17	6.3	0.30	4
18a	101993#	6027	B2 Ib, B1 Ib	9.66	5.6	0.09	4
18b	101994#	6028	B2 III, B2 IV, B1 V	8.93	-	-	-
19	102008	6075	B2/3 III, B8	9.1	6.2	0.22	4
20	308966	6077	B8	-	8.0	0.10	2
21	102009	6074	B8, Ap	8.92	5.9	0.08	4
22	309022	6070	B7e, B9	9.40*	7.7	0.18	3
23	8973.0876	a	-	11.38*	8.5:	-	1
24	309074	6078	B5	9.70*	7.9	0.15	2
25	102053	6073	A0p, Ap	8.89	7.4	0.15	2
26	309020	6071	B8	10.45*	7.7	0.31	3
27	309014#	6072	B9	9.79*	7.5	0.12	2
	309015#		A0				
28	102063	6079	A0 Vn	9.5	8.0	0.21	2
29	308951	6065	B7, B9	10.95*	7.7	-	1
30	309004	6120	B..., A5	10.90	7.7	0.07	2
31	102139	6131	B4 III, B5 III, B3/5 II	9.8	6.7	0.08	4
32	102152	-	A0 V	8.9	7.6	0.29	2
33	102153	6112	B0 IV/V	8.72	5.5	0.18	4
34	309010	6119	B5, B5/7	10.37*	8.4:	-	1

35	102248	6136	B7 II, A0	7.92	6.2	0.03	4
36	309080	6128	B2/4, G5	10.50*	8.2:	-	1
37	309069	6132	B9	10.74*	7.8	0.02	2
38	102153	6112	B0 IV/V	8.72	5.5	0.18	4
39	102237	6123	B9 II, A0	8.8	7.7	0.15	4
40	309081	6127	B9	10.43*	8.3:	-	1
41	309065	6135	B	8.84	6.3	0.11	4
42	309006	6169	B7	10.36*	8.3:	-	1
43	309066	6175	B8	9.71*	7.0	0.05	3
44	102351	6162	B8 II/III	9.68	7.9	0.22	3
45	309007	6170	B7, B9	-	8.7:	-	1
46	308957	6157	B7/8, B8	10.46*	8.3	0.30	2
47	102304	6159	B8 V	10.70	8.1	0.03	2
48	102352	-	B2 Vne	9.92	7.7	0.30	2
49	309030	6163	A	-	7.7	0.31	2
50	309043	6160	B5, B6/7	10.10	8.3:	-	1
51	102368	6173	B0 IIIc, B2	7.60	5.5	0.20	4
52	102400	6171	B7 II, B III	9.25	6.8	0.17	4
53	102415	6229	O8 Vn, O8.5 Vnp, B5	9.17	6.6	0.07	4
54	309058	6214	A2	10.81	8.0	0.01	2
55	102465	6225	B9 V, A0	9.2	8.1	0.10	2
56	309087	-	B5	10.13*	8.2	0.24	2
57	309037	6220	B5	9.51	7.0	0.18	3
58	102475	6226	B0.5 II, B1 II	8.53	5.9	0.19	3
59	102476	6222	B8 lb, B8/9 lb	8.77	7.6	0.09	3
60	309083	6227	B8/9, B8	-	6.8	0.12	2
61	102567	6274	B1 Vne	9.39	6.8	0.11	2
62	309167	6275	B8	10.10*	7.2	0.15	2
63	102600	6276	B5 III, B8	8.7	6.5	0.06	2
64	309165	6278	B9	9.96	7.3	0.20	2
65	102632	b	A+G5/K0	8.2	8.6:	-	1
66	309164	-	B3	9.90*	8.1	-	1
67	102776	6313	B4 Vne, B3 Vne	4.32	1.8	0.09	2
68	102819	6348	B8 III	10.30	8.2	0.10	2
69	8977.1780	c	-	10.75*	8.1	0.24	2
70	309134	6354	B8	9.71*	7.5	0.04	2
71	102922	6362	B8	10.05*	8.3:	-	1
72	102923	6361	B3 II/III, B8	8.51	6.6	0.28	2
73	102924	6356	B4 lb/II, B5 lb/II, B3/5 lb/II, B8	9.93	8.2	0.30	2
74	102878	6360	A2 lb, A2 lab, B2/4	5.70	7.4	0.20	2
75	1148-62	d	-	8.06*	8.0	0.16	2
76	102997	6419	B5Ia/Iab, B3I, B6Ia/Iab, B5Ia	6.55	6.2	0.11	4
77	103005	6421	A0	9.0	7.2	0.18	2

78	103006	6418	B	8.2	5.7	0.07	4
79	309258#	6423	B6/8, B5, B8	-	7.7	0.35	2
	1148-61#	6425		-			
80	103007	6417	B2 III, B2/3 III, B8	9.26	6.3	0.19	4
81	103019	6409	B5 II, B6 II, B8, B5/7 II	9.28	6.8	0.09	2
82	309177	6422	B8	10.01*	7.5	0.01	2
83	309203	6412	A0	10.31*	7.1	0.18	2
84	309207	-	B8	10.89*	7.4	0.04	2
85	309220	6408	B5	10.49*	7.1	0.09	2
86	103065	6474	B4 V, B5 V, B9	9.4	7.0	0.14	4
87	309209	6469	B7/8, A	10.05*	8.3:	-	1
88	-	6467	B5/8	11.69	8.0	-	1
89	309210	6468	B6, B3	10.76	7.8	-	1
90	309225	6462	B7/8, B5	10.85*	8.0	0.09	2
91	103146	6477	B1 III, B2 III/IV, B3 III	8.32	5.9	0.07	2
92	309145	-	B8	10.61*	7.9	0.18	4
93	103169	6466	B3III, B2/3II, B8, B2/3III	9.65	6.6	0.19	2
94	103182	6472	B3 III, A8	7.22	5.5	0.11	5
95	309239	6517	B8, A3	10.96*	8.5:	-	1
96	103304	6526	B3 V, B9	9.51	6.7	0.17	2
97	309204	6524	B5	10.84*	7.6	0.26	2
98	103336	6529	B7 V, A0	8.1	6.7	0.11	4
99	103348	6575	B3 III, B2/3 III, B8	9.90	7.4	0.05	3
100	8977.3590	e	-	10.98*	7.8	0.21	2
101	309272	6586	B5	9.88	7.7	0.10	2
102	103401	6573	B5 V, B6 V, B9, B5/7 V	9.87	7.9	0.17	3
103	103547	6572	B8, F0, A0	9.0	7.1	0.11	4
104	309299	6580	B8	9.80	7.6	0.10	2
105	309297	6581	B	9.73	7.9	0.09	3
106	103466	6582	B5III, B4III, B9, B3/5III	8.8	6.8	0.23	3
107	103516	6647	B9 II, A2 I, A3 Ip, A2 Ib, A3Ib	5.90	7.0	0.10	4
108	309230	6648	B7, B5	11.54*	8.3:	-	1
109	103558	6639/40	A0 IV, B8/9	9.0	8.2	0.03	2
110	8977.0398	f	B5	10.76*	8.1	-	1
111	309319	6650	B5/7	-	7.9	0.17	2
112	103574	6643	B2 Ve, B8	7.98	6.3	0.14	3
113	309316	-	A0	-	8.1	-	1
114	309323	6710	B8	10.09	8.3:	-	1
115	309317	6711	B3	9.84	7.4	0.04	2
116	309303	6715	A2	11.64*	7.9	0.29	2
117	103714	6699	B9 II/III	8.24	7.5	0.10	2
118	309242	6700	B8	9.91*	7.5	0.10	2
119	309343	6706	B3, A2	11.57*	7.1	0.10	4

120	309341	6707	B8	10.27*	8.1	0.08	2
121	309381	6730	B8	10.21*	7.5	0.29	2
122	309387	6728	B5	10.50*	7.8	0.29	2
123	103763	6725	B5 V, B8	9.6	7.7	0.15	2
124	103764	6716	B2 II/III	9.48	6.3	0.03	2
125	309294	6717	O+	10.51	7.8	-	1
126	103778	6794	B4 IV	9.4:	7.3	0.28	3
127	103779	6779	B0.5 Iab, B1 II, B0.5 II	7.21	5.1	0.03	4
128	309336	6782	B5	10.71	8.4:	-	1
129	103792	6795	B7 V, B7/8 V, B9	9.5:	7.5	0.12	2
130	309347	6799	A	9.94*	8.1	0.35	2
131	309362	6778	B8	10.67*	8.1	-	1
132	103843	6780	B8 II, B8/9 II	9.2	8.2	0.05	2
133	309307	6784	B5	10.48*	7.9	0.07	2
134	103872	6793	B5 e	8.89	7.1	0.20	4
135	103884	6786	B4 V, B3 V, B5	5.60	2.7	0.02	2
136	309293	6787	B	9.77	7.7	0.26	2
137	309327	6836	A, B6/7	10.92	8.0	-	1
138	104012	6852	B7 III, B9	9.35	7.6	0.23	2
139	104047	6835	B2 II, B5	8.86	7.0	0.14	3
140	104062	6889	B3 IV/V, B8	8.95	6.8	0.28	4
141	309412	-	B8	10.66*	7.5	0.15	2
142	104171	6900	B9 II	7.7	7.8	0.07	2
143	309352	-	-	10.95*	7.9	0.02	2
144	104255	6945	B8 III, B8/9 III	7.9	6.6	0.14	2
145	104256	-	A5 V, B5: V	11.02*	7.7	0.13	2
146	104285	6937	B05V, B1.5V, B2IV, B1/2V	9.62	6.9	0.25	3
147	309403	6940	B8	10.69*	7.6	0.04	2
148	104314	6939	B8p, Ap	9.4	7.7	0.10	2
149	309494	6944	B5	10.50*	8.4:	-	1
150	104331	-	A2 III/IV	8.9	8.7:	-	1
151	104332	6929	B1 III, B8	8.47	6.2	0.22	2
152	309473	6987	A3	11.73*	6.8	-	1
153	309449	6993	B8, B6/8	11.29*	8.1	-	1
154	309450	6994	B7/8, A0	10.31*	7.9	-	1
155	104387	6996	B7, B9, B5/9	9.5:	7.6	0.07	2
156	104403	7007	B3 III	8.7	7.5	0.15	2
157	309493	7005	A0, B5	9.58*	7.4	0.12	2
158	104432	6995	B9 V	8.47	7.2	0.04	2
159	8978.3928	g	-	11.25*	8.0	-	1
160	104465	6986	B2 II/III, B8	9.08	6.4	0.17	4
161	309467	7041	Be	10.2:	7.5	0.29	2
162	309472	7040	B9, B6/7	8.32*	7.9	-	1
163	8978.4525	h	-	10.21*	8.2:	-	1



164	309498	7052	B8	10.34*	8.2	0.24	2
165	104552	7053	B3, B4e, cB3/5e	9.46	7.2	0.21	2
166	104553	7047	B1 lb, B1 III, B5	7.33	5.2	0.30	2
167	104566	7050	B7/8 IV, B3	9.6	7.8	0.07	2
168	104567	7042	B1 III, B5	8.47	6.4	0.08	2
169	309439	7045	B8	11.86*	6.8	0.33	4
170	104631	7048	B0.5 II/III, B0.5 Ib/II, O9.5/B0 III/IV	6.76	5.1	-	1
171	104649	7093	B1 V, O9.5 V, B5	7.90	5.9	0.11	3
172	8978.5914	i	-	11.87*	7.6	-	1
173	104670	7097	B5/6 III, B6 III, A0	8.8	7.5	0.07	2
174	104671	7087	A3m, A5m, A8	4.3	6.9	0.23	2
175	104683	7078	B1 lb/II	7.96	5.9	0.32	2
176	104669	7098	B3 V	9.4	7.4	0.07	2
177	309462	7088	B5	-	7.9	0.21	2
178	309457	7091	B0/2	9.94*	8.4:	-	1
179	311032	7081	A2	10.63*	7.8	0.18	2
180	104705	7094	B0.5III, B0Ib, B0III/IV, B0V	7.79	5.4	0.08	4
181	104722	7104	B2 Ve, B8, A0	7.7	5.8	0.16	2
182	309526	7092	B8	9.74*	7.5	0.20	4
183	104777	7089	B5/7 III, B6 III, B7 III	9.4	7.4	0.23	2
184	104778	7080	B9 V, A0	9.6	7.7	0.20	2
185	104809	7159	B8 II, B7/9 II	9.76	8.2:	-	1
186	311036	7141	B5	9.96*	8.1	0.02	2
187	104810	7136	B8, Ap	7.36*	8.4	-	1
188	311044	7138	A2	9.87*	8.4:	-	1
189	104841	7152	B3 V, B3 IV, B2 V, B2 IV	4.71	2.7	0.07	2
190	309468	7086	A0	10.17*	8.1	-	1
191	104848	7169	B3 lb/II	7.95	7.0	0.17	2
192	311043	7140	B6/7	10.32*	7.9	-	1
193	311042	7137	B8/9, A0	10.53*	8.2:	-	1
194	104877	7147	B5 III, B8, B7	10.60	8.0	0.27	2
195	104876	7154	B1Ib, B0II, B0.5II, B0/1 I/III	8.73	8.1	-	1
196	309528	7153	B8	-	8.1	-	1
197	104901	7161	B8/9 Iab/Ib, B8 Ib + F0 Ib/II + B1 V	7.4+] 10.0 ]	7.0	0.05	2
198	309477	7146	A, B7/8	-	7.9	0.24	2
199	104918	7157	B6 V	10.05	8.3:	-	1
200	104984	7223	A0	8.59	7.0	0.26	2
201	104994	7211	WN 3, WN 4p	10.96	7.4	0.04	2
202	311041	7198	B9	10.20*	7.7	0.04	2
203	105055	7201	B3 V	9.61	8.3:	-	1

204	311060	7253	B8	10.42*	7.6	0.15	2
205	105178	7255	B8 V	9.03	7.1	0.02	2
206	105211	-	F2 III, F0 IV, F0 III	4.14	7.5	0.04	2
207	105257	7313	B6 II/III, B8	9.1	8.3:	-	1
208	105299	7310	B3 V, B2/3 V	10.14	7.5	0.21	4
209	8978.2758	7365	B7/8	10.81*	7.9	-	1
210	-	7363	B4/6	-	7.6	0.04	2
211	-	7361	B7	8.60*	7.8	-	1
212	105563	7420	B+	7.0	6.2	0.08	2
213	105650	7418	B1 II	8.16	6.1	0.08	2
214	8982.4053	7419	B2/5	9.71*	7.0	0.09	2
215	105675	7417	Be, B2 IVne	9.25	7.0	0.09	2
216	105753	7467	B2 IVne, B2/3 e	9.11	6.9	0.03	2
217	105892	7506	B1 II, B0.5 II, B1/2 Ib/III	8.24	6.5	0.11	2

# Los pares de estrellas marcadas en esta forma se observan como una sola estrella en las imágenes del Glazar debido a la poca resolución espacial del mismo.

\* Las magnitudes marcadas corresponden a magnitudes fotográficas en J, tomadas del Catálogo de estrellas de guiado del Telescopio espacial Hubble. (HSTGSC)

: Las magnitudes marcadas en esta forma son poco confiables debido a que se encuentran cerca del límite de detección.

NOAO/IRAF V2.10EXPORT snavarro@tonali Fri 10:42:11 11-Mar-94  
function=power, order=6, transform=none  
fog=0.71759, total=12, deleted=0, RMS=0.05149  
HD Curve

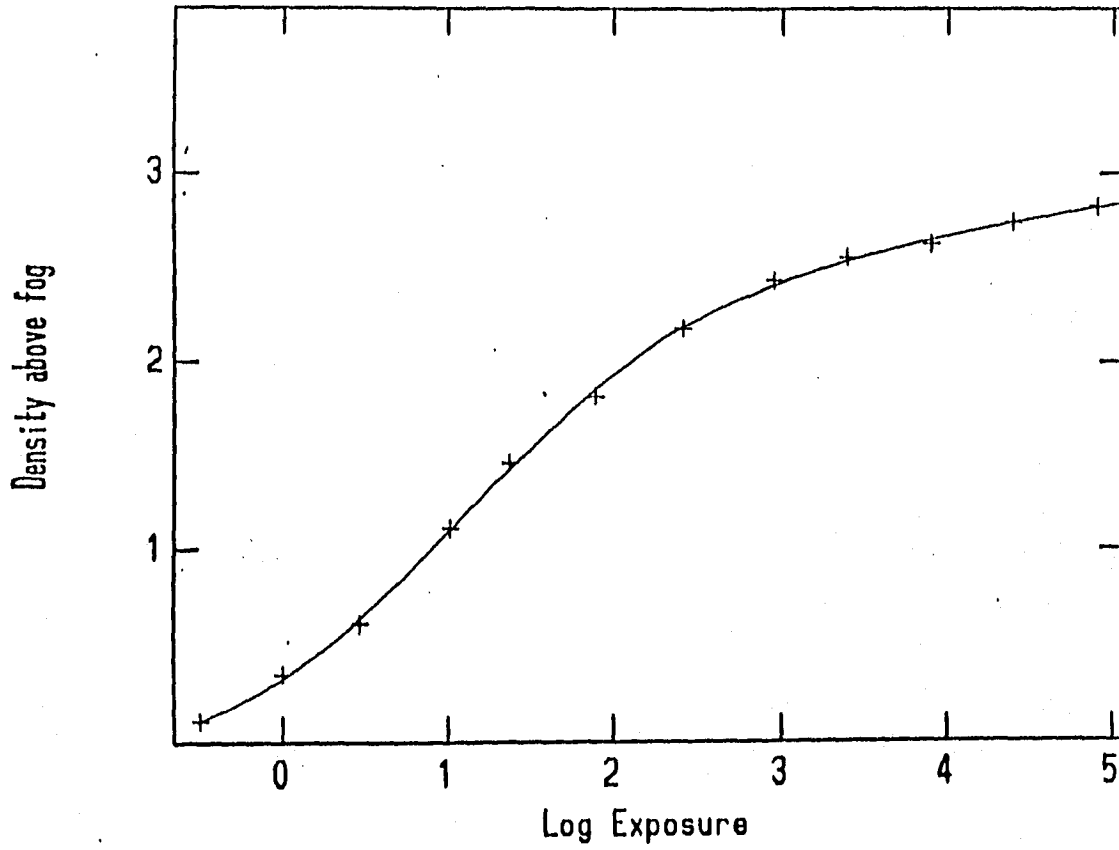


Figura III.1 Curva característica utilizada para transformar las imágenes de densidad a intensidad.

NOAO/IRAF V2.10EXPORT snavarro@citlali Fri 14:23:03 04-Feb-94  
 Center: xc=159.77 yc=274.81 xerr=11.39 yerr=10.92  
 Sky: value=0.00 sigma=0.00 skew=0.00 nsky=636 nreject=544  
 Photometry: fwhmpsf=11.786 maxapert=32.00 mags=6.423  
 Fit: spline3 order=5 krej=3.0 sigma np=3142 nprej=74  
 Image: d11n19i: 159.77 274.81

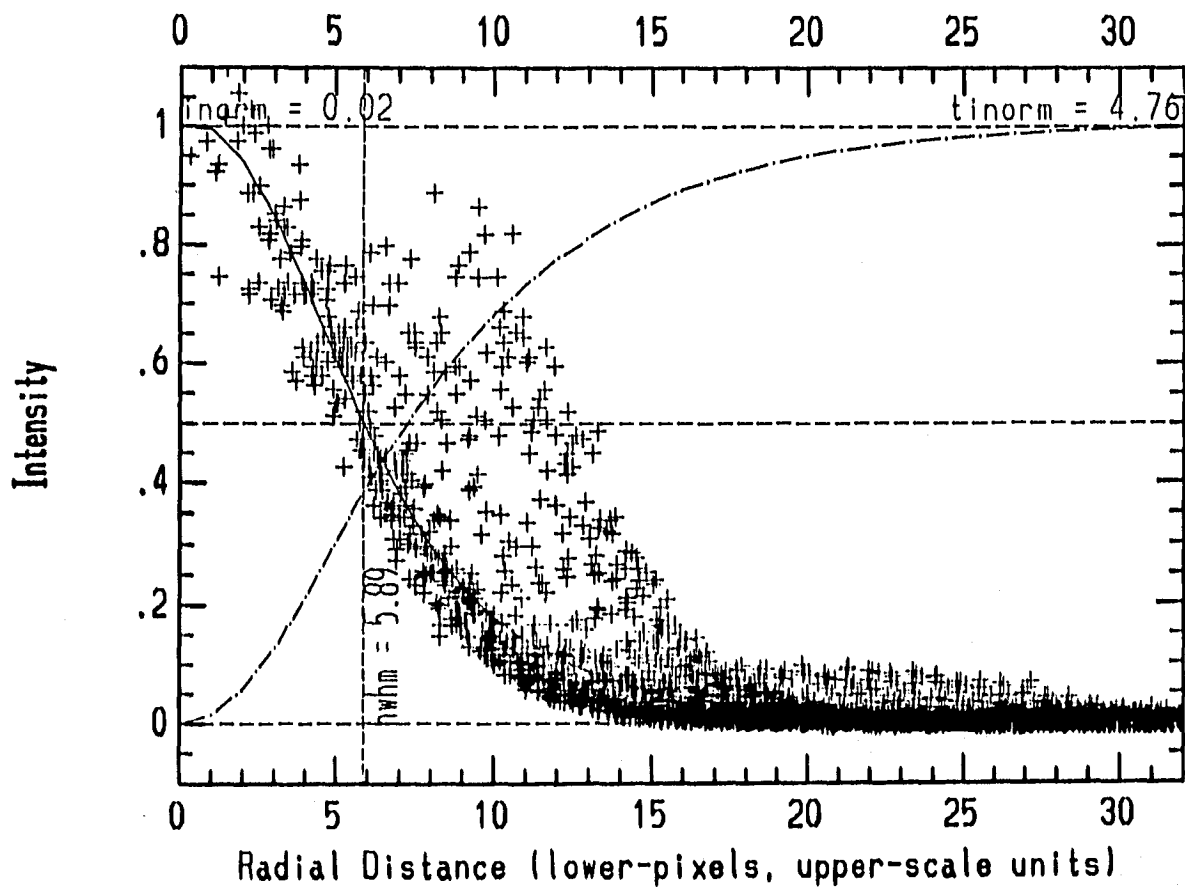


Figura III.2 Distribución radial de la intensidad de la estrella No. 35 (número secuencial según la tabla III.2) en donde se observa la existencia de otra estrella de magnitud semejante (la No. 41) y de otra más débil (la No. 43).

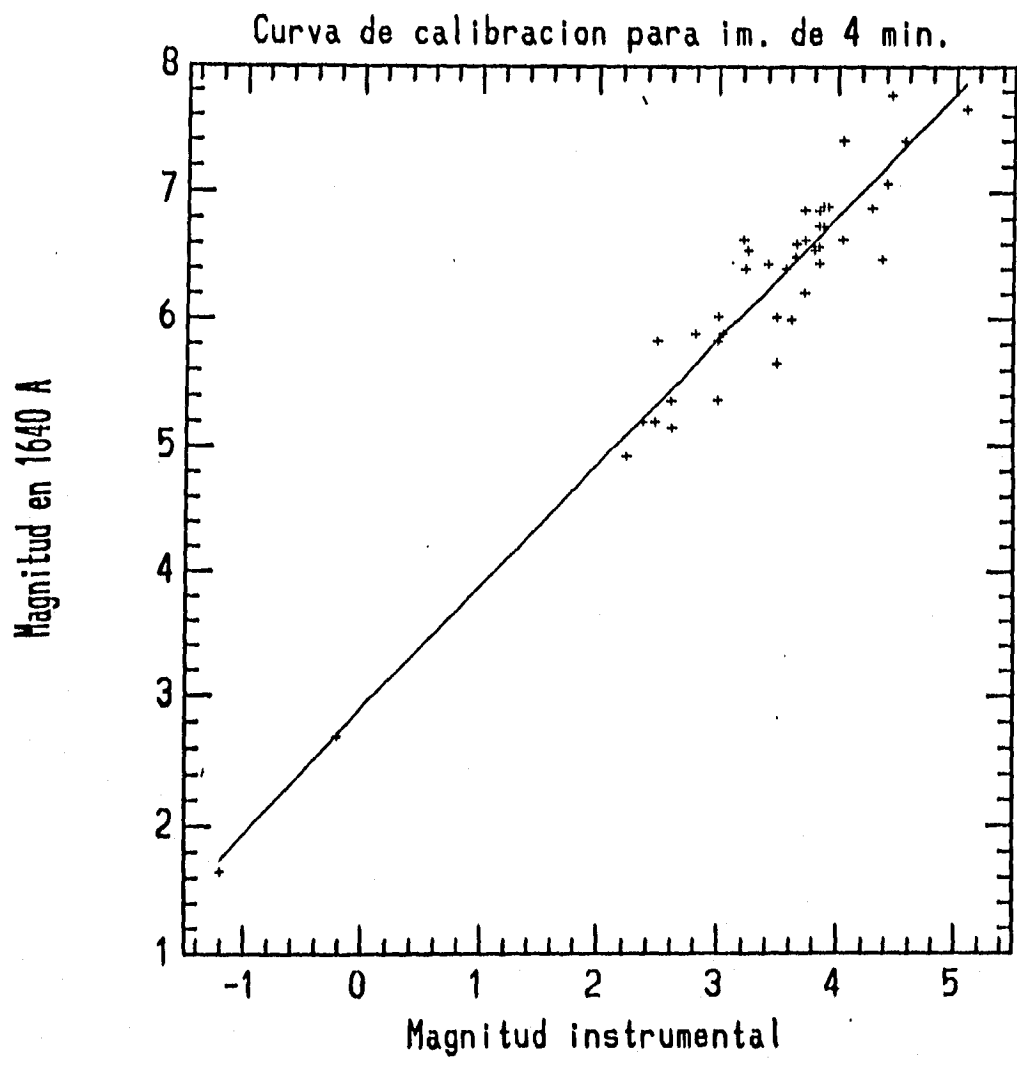


Figura III.3 Curva de calibración encontrada para las imágenes de 4 minutos de exposición. Coef. de correlación = 0.964,  $\sigma_{res} = 0.297$ .

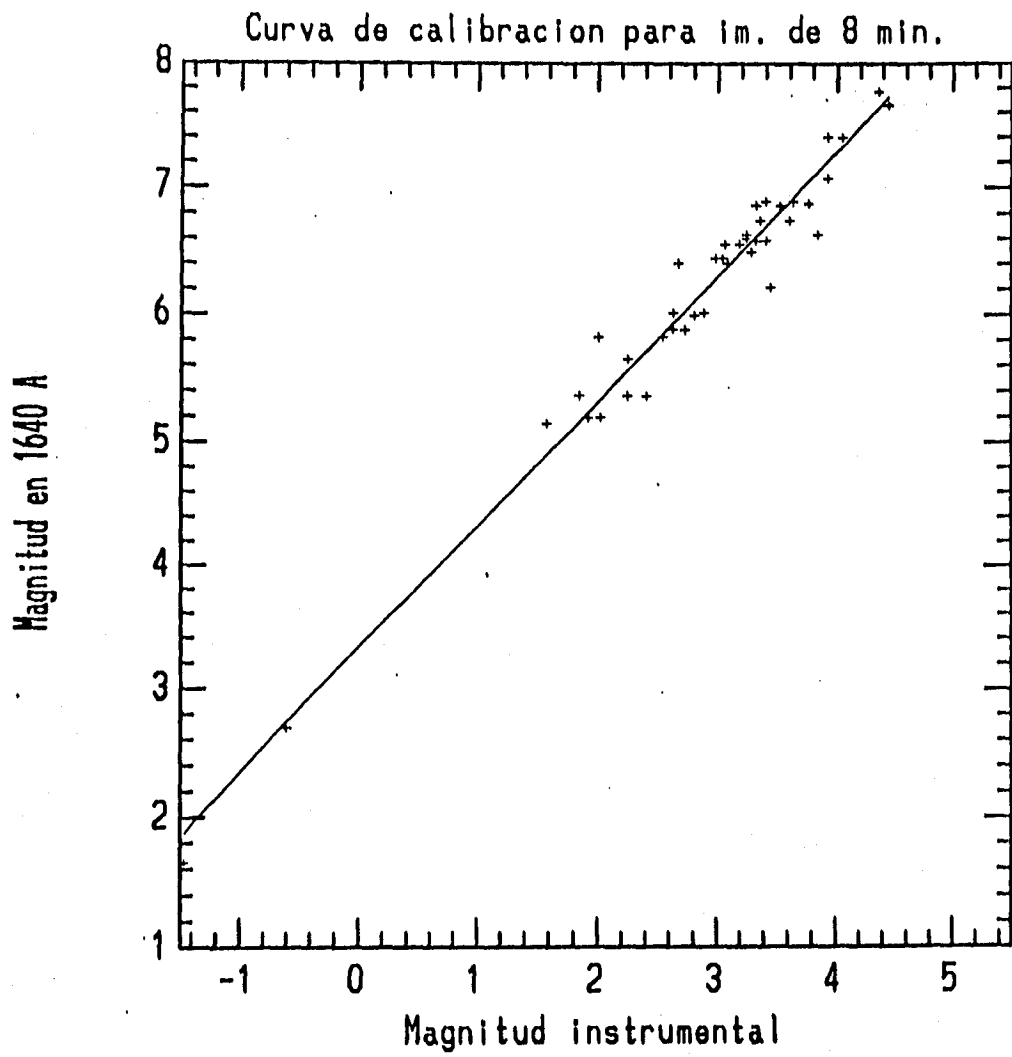


Figura III.4 Curva de calibración encontrada para las imágenes de 8 minutos de exposición. Coef. de correlación = 0.98,  $\sigma_{res} = 0.21$ .

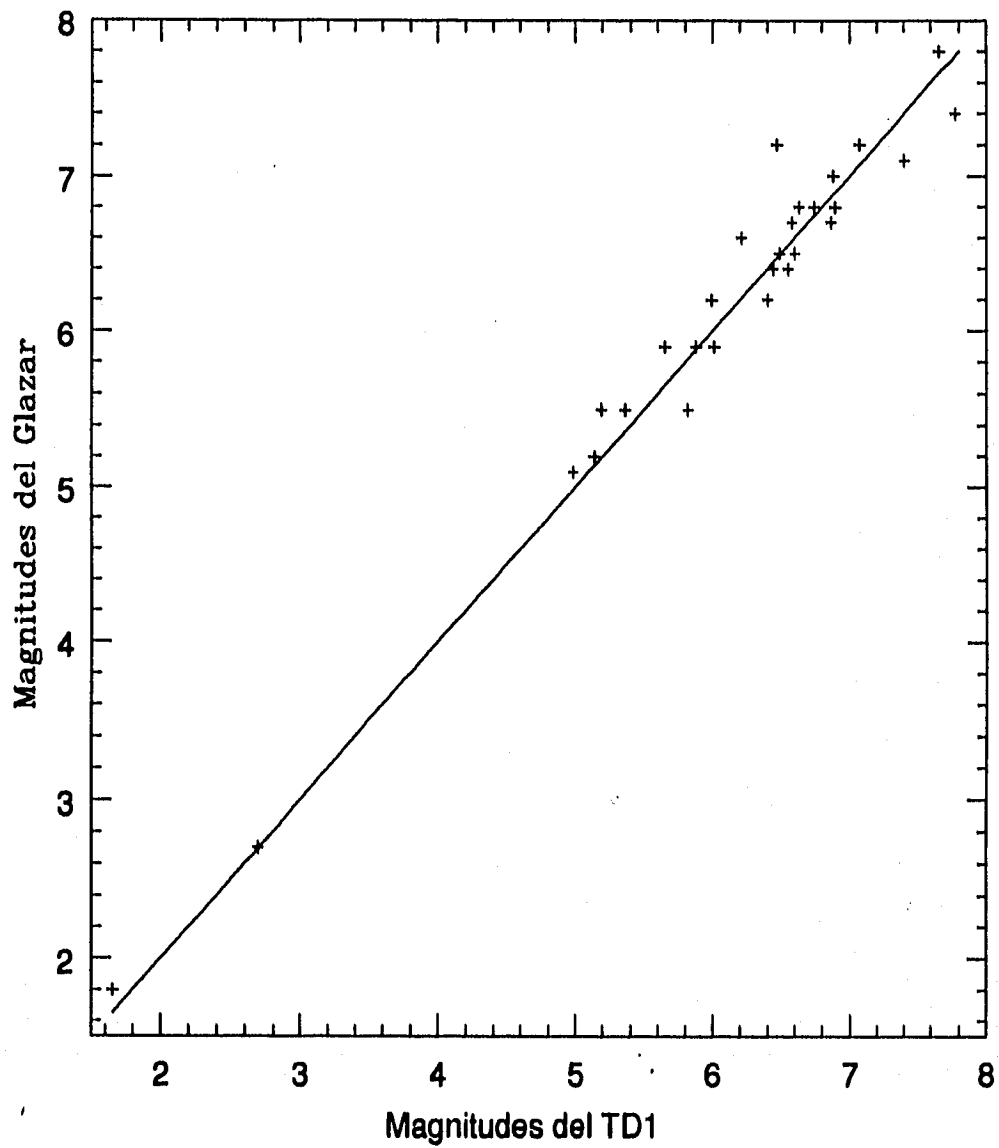
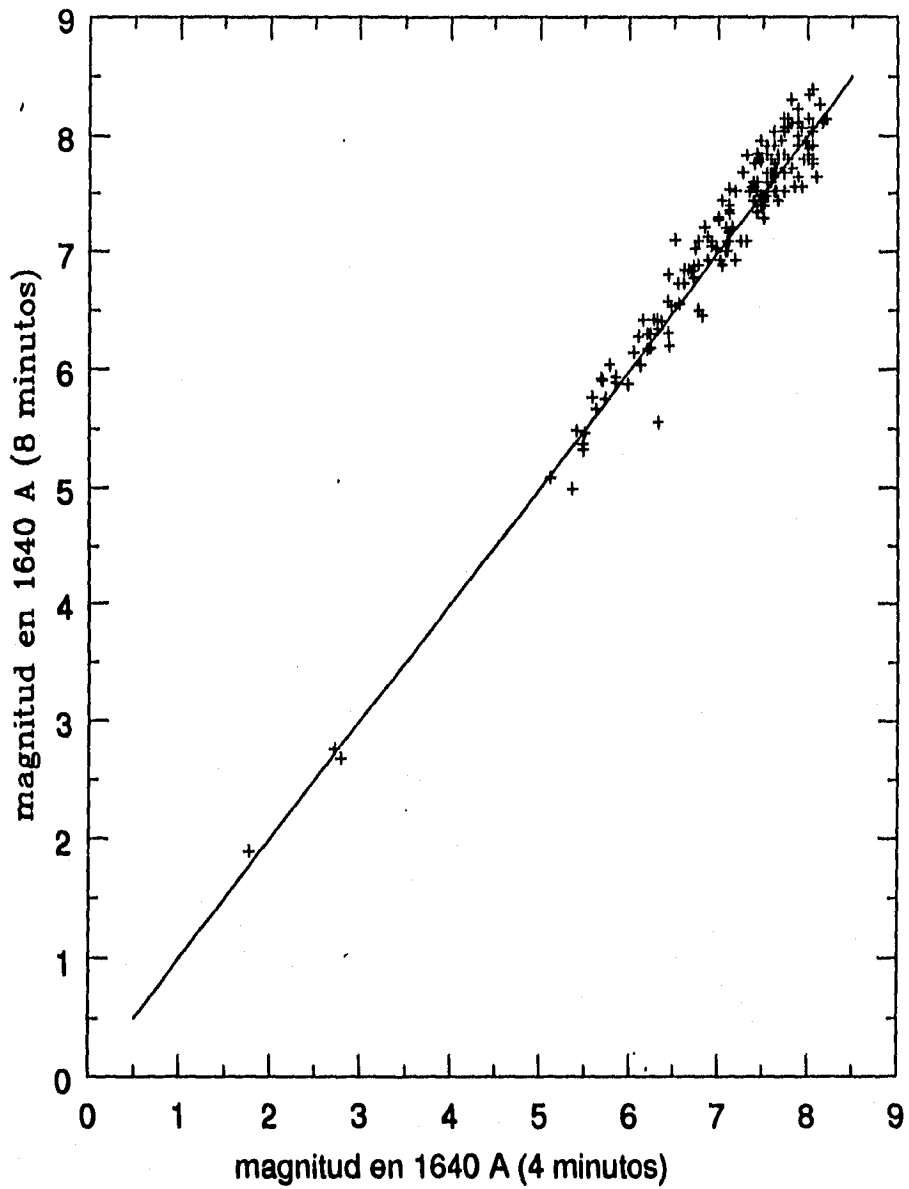


Figura III.5 Comparación entre las magnitudes obtenidas a partir de las imágenes del Glazar y las reportadas por Thompson et al. (1978). La recta trazada es la identidad. La dispersión (0.22) nos da una idea de la incertidumbre.



**Figura III.6** Comparación entre las magnitudes obtenidas para cada estrella a partir de las imágenes con 4 y con 8 minutos de exposición. La recta trazada corresponde a la recta identidad.



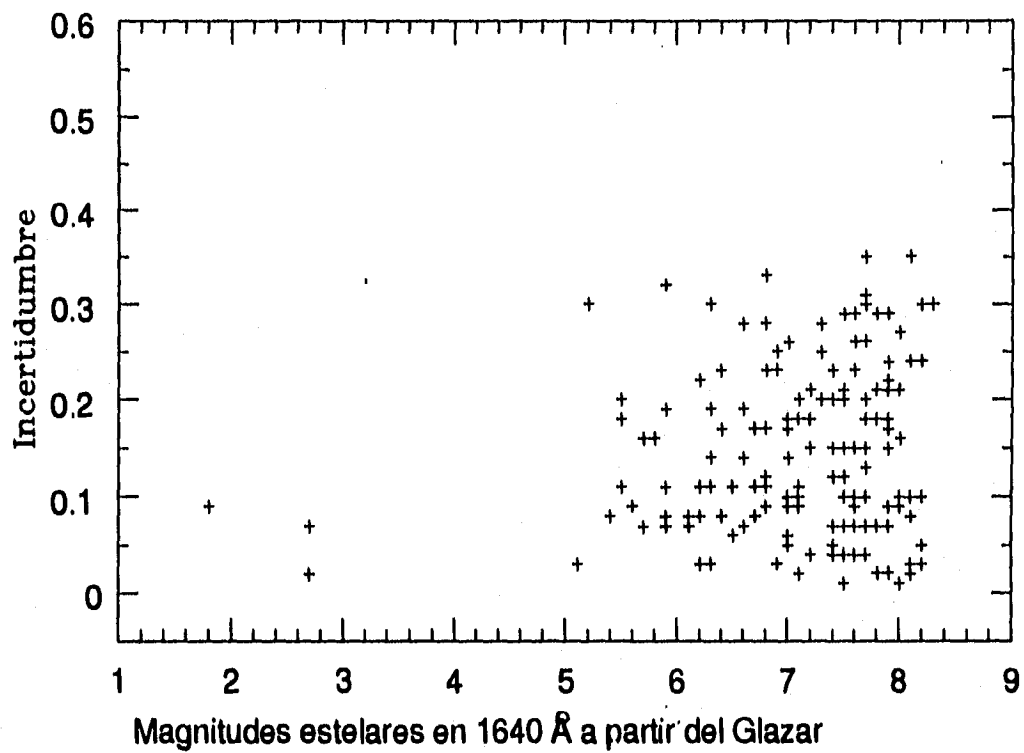


Figura III.7 Gráfica de las incertidumbres en función de  $m(1640)$  de la estrella.

En general, las estrellas mas brillantes tienen errores menores.

## CAPITULO IV

### RESULTADOS Y ANALISIS

El análisis de la distribución espacial de estrellas O y B es importante pues se trata de estrellas jóvenes que aún no se han alejado mucho de la región en donde se formaron, y por tanto nos pueden dar información acerca de la localización y distribución de las regiones de formación estelar. Debido a las altas densidades existentes en las regiones de reciente formación estelar, es difícil observar estrellas que acaban de "nacer" y por ello debemos observar estrellas jóvenes que ya hayan "barrido" el material que las envolvía inicialmente.

Debido también a que las estrellas O y B son estrellas "jóvenes", (edad  $\leq 10^6$  años) se les encuentra principalmente formando cúmulos y asociaciones, lo cual es de gran ayuda cuando queremos determinar su distancia a nosotros, ya que la distancia entre los diferentes miembros del cúmulo o asociación es mucho menor que la distancia del cúmulo a nosotros y por tanto es posible suponer que la distancia a cada una de las estrellas del cúmulo o asociación es la misma.

Un método que ha sido utilizado ampliamente para la determinación de las distancias y de la extinción interestelar en la dirección de cúmulos y asociaciones estelares es el método de extinción variable (MEV).

En nuestro caso nos basaremos en las magnitudes en 1640 Å, obtenidas para las estrellas que aparecen en las imágenes del Glazar, para determinar la distancia a cada una de ellas mediante el análisis del diagrama de extinción variable. Con ello podremos estudiar la distribución espacial de las estrellas O y B que aparecen en dichas imágenes.

#### IV.1 METODO DE EXTINCION VARIABLE.

La absorción total ( $A_\lambda$ ) en cierta longitud de onda ( $\lambda$ ) la podemos calcular a partir de la siguiente ecuación:  $m_\lambda - M_\lambda = 5 \log(d) - 5 + A_\lambda$  (1)

siempre y cuando conozcamos: la magnitud aparente de la estrella en la longitud de onda  $\lambda$  ( $m_\lambda$ ), su magnitud absoluta ( $M_\lambda$ ) y la distancia ( $d$ ) a la que se encuentra.

Si ahora sustituimos:  $A_\lambda = R E(\lambda_1, \lambda_2)$  en (1), obtenemos:

$$m_\lambda - M_\lambda = 5 \log(d) - 5 + R E(\lambda_1, \lambda_2) \quad (2)$$

Debido a que, como ya se mencionó, la distancia entre los miembros de una asociación es mucho menor que la distancia de la asociación a nosotros, podemos considerar que la distancia a cada una de las estrellas miembro es la misma y que el material interestelar que existe entre cada estrella del cúmulo y nosotros es del mismo tipo. Con ello:  $5 \log(d) - 5$  resulta ser una constante "b" y la ecuación 2 se transforma en:

$$m_{\lambda} - M_{\lambda} = b + R E(\lambda_1, \lambda_2) \quad (3)$$

la cual representa, una vez fijadas  $\lambda$ ,  $\lambda_1$  y  $\lambda_2$ , la ecuación de una recta de pendiente "R" y ordenada al origen "b", en un diagrama  $E(\lambda_1, \lambda_2)$  vs.  $(m_{\lambda} - M_{\lambda})$ .

Así, si graficamos para cierto número de estrellas de un mismo cúmulo el exceso  $E(\lambda_1, \lambda_2)$  vs.  $(m_{\lambda} - M_{\lambda})$ , los puntos deberán quedar a lo largo de una recta de pendiente R y cuya ordenada al origen:  $b = 5 \log(d) - 5$  nos dará la distancia al cúmulo.

Este método, llamado de extinción variable, se basa principalmente en la suposición de que el cociente de la extinción total a la selectiva (R) es constante para todos los miembros del cúmulo o asociación.

En nuestro caso  $\lambda = \lambda_1 = 1640 \text{ \AA}$  y  $\lambda_2 = V$ , con lo cual la ecuación 3 toma la forma:

$$(m-M)_{1640} = (m_0 - M)_{1640} + R(1640, V) E(m_{1640} - V) \quad (4)$$

donde  $(m_0 - M)_{1640}$  es el módulo de distancia real:  $5 \log(d) - 5$  y  $R(1640, V)$  es el cociente de la extinción total a la selectiva en  $(1640-V)$ .

Con esto, si conocemos el valor de R, podremos encontrar la distancia a cada asociación o cúmulo de estrellas que observemos.

Para encontrar R, utilizaremos la relación de Thompson et al. (1978):

$$A_{1640} = 7.69 E(B - V)$$

y, aceptando una ley de extinción normal:

$$A_V = 3.3 E(B-V) \quad (\text{Allen 1973})$$

tenemos que:

$$A_{1640} - A_V = E(1640-V) = 7.69 E(B - V) - 3.3 E(B-V) = 4.39 E(B-V)$$

por tanto, el cociente de la extinción total a la selectiva:

$$R = A_{1640} / E(1640-V) = 7.69/4.39 = 1.75.$$

Con ello la ecuación 4 queda como:

$$(m-M)_{1640} = (m_0 - M)_{1640} + 1.75 E(m_{1640} - V)$$

De esta forma, al graficar el exceso  $E(m_{1640}-V)$  vs.  $(m-M)_{1640}$  (Figura IV.1) obtendremos, para cada grupo de estrellas situadas a la misma distancia, una recta de

pendiente 1.75 y su ordenada al origen nos dará la distancia a la que se encuentra el grupo correspondiente.

Sin embargo, para poder determinar el exceso de color  $E(m_{1640} - V)$  y el módulo de distancias en 1640 Å necesitamos conocer el tipo espectral de cada estrella y su tipo de luminosidad pues con ello podremos encontrar la magnitud absoluta en el visible y en 1640 Å, utilizando los colores intrínsecos de Carnochan (1982).

## IV.2 DETERMINACION DE PARAMETROS

### IV.2.a Tipo espectral.

Los tipos espectrales que aparecen reportados en diferentes catálogos (Blanco et al. 1968; Buscombe 1977, 1980, 1981, 1984, 1988; Houck, 1978, etc.), difieren entre sí generalmente por dos o tres subclases, sin embargo en ocasiones la diferencia llega a ser mayor, (por ejemplo el caso de HD309080, la cual aparece como una G5 en la base de datos SIMBAD y es una B2/4 de acuerdo con Loden et al., (1976), aunque este caso es extremo y probablemente exista algún error involucrado). En cuanto a los tipos de luminosidad reportados en muchas ocasiones también difieren entre sí. Debido a ello se buscó una forma de determinar en forma confiable y homogénea el tipo espectral. Como una forma independiente de determinar el tipo espectral se eligió el método basado en las magnitudes U, B y V de Johnson, utilizando el parámetro "Q" de Johnson y Morgan (1955) que es independiente de la extinción interestelar y que por tanto, es posible obtener a partir de los colores observados. Este parámetro Q está definido de la siguiente manera:

$$Q = (U-B)_0 - E(U-B) (B-V)_0 / E(B-V)$$

donde los colores  $(U-B)_0$  y  $(B-V)_0$  son los colores intrínsecos de las estrellas y, puesto que Q no depende de la extinción interestelar, adquiere exactamente el mismo valor si utilizamos los colores observados en vez de los intrínsecos para calcularla.

De acuerdo con Johnson & Morgan (1955) y Gutierrez-Moreno & Gutierrez (1975), el cociente  $E(U-B)/E(B-V)$  es constante en todo el cielo e igual a  $0.72 \pm 0.03$  para estrellas de tipos espectrales O, B y A1. Con esto, podemos expresar a Q como:

$$Q = (U-B)_0 - 0.72 (B-V)_0$$

Utilizando los colores intrínsecos de Straizys (1977), Tovmassian et al. (1993b) calcularon el parámetro Q correspondiente a estrellas con tipo espectral entre A1 y O8 y

clases de luminosidad I a V; en la tabla IV.1 se presentan los resultados que obtuvieron. Así, si conocemos el tipo espectral aproximado de alguna estrella y sus colores (U-B) y (B-V) podremos confirmar o determinar con mayor precisión su tipo espectral. A esta determinación del tipo espectral, basada en los datos fotométricos, le llamaremos "determinación colorimétrica" para distinguirla de las determinaciones espectroscópicas.

El tipo espectral que se aceptó en cada caso fue aquel en que el parámetro Q correspondiente estuviese más cerca del obtenido a partir de los colores U-B y B-V observados. En la mayor parte de los casos alguno de los tipos espectrales publicados y su clase de luminosidad coincidían con la determinación colorimétrica, pero en los casos en que discrepaban se eligió el tipo espectral correspondiente al obtenido por los datos fotométricos. En los casos en que la discrepancia era muy grande se prefirió no incluir a la estrella en el estudio posterior.

En el caso de las estrellas Be, Halbedel (1993) demostró que el tipo espectral determinado a partir del parámetro Q es más tardío que el real por aproximadamente una subclase para estrellas más tempranas que B5 y por media subclase para más tardías. Esta corrección la aplicamos a las estrellas de este tipo que tenemos en la muestra.

En algunos casos se encontró que el parámetro Q indicaba un tipo espectral intermedio entre dos determinaciones previas del mismo muy cercanas, en esos casos se eligió un tipo espectral promedio.

En la tabla IV.2 aparece en la columna 4 la determinación colorimétrica del tipo espectral y en la columna 3 el tipo espectral publicado más cercano a él, como vemos, en todos los casos la diferencia llega a ser a lo más de 1 o 2 subclases.

De las 217 estrellas detectadas en las imágenes del Glazar, fue posible determinar con certeza el tipo espectral de tan solo 57 de ellas, utilizando los datos fotométricos y espectroscópicos, sin embargo en el diagrama de extinción variable se graficaron además 31 estrellas de las cuales se conoce su tipo espectral con clase de luminosidad aunque no se encontraron sus magnitudes UB<sub>V</sub>, por lo que no fue posible confirmar el tipo espectral utilizando el parámetro Q. En 8 de estos casos el exceso de color que se encuentra resulta ser negativo, lo cual no tiene sentido. Esto significaría por tanto, que su tipo espectral es en realidad más temprano. En estos casos se tomó el tipo espectral más cercano con el cual se obtenía un valor no negativo del exceso. Los tipos espectrales aceptados para estas estrellas están marcados con asterisco (\*) en la columna 4 de la tabla IV.2, y aparecen marcados en la figura IV.1 con un círculo circunscrito al símbolo respectivo.

Podría pensarse que utilizando el parámetro Q es posible, en principio, determinar los tipos espectrales de las estrellas para las cuales se conocen sus magnitudes U, B y V, con lo cual nuestra muestra crecería, sin embargo, esto no es posible debido a que no

existe una relación biunívoca entre el parámetro  $Q$  y el tipo espectral, es decir existen varios tipos espectrales que tienen el mismo parámetro  $Q$ , por lo que es necesario tener al menos un indicio del tipo espectral con su clase de luminosidad.

#### **IV.2.b Magnitud absoluta en V y en 1640 Å y exceso de color E(1640-V)**

En base al tipo espectral así determinado, se encontró la magnitud absoluta  $M_V$  de cada estrella utilizando las magnitudes absolutas teóricas de Gottlieb (1978) para estrellas más tardías que B2 y para estrellas más tempranas se usó el promedio de las magnitudes absolutas dadas por: Balona & Crampton (1974), Walborn (1972) y Conti et al. (1983). La magnitud absoluta de una de las estrellas que resultó ser una WR se obtuvo de Conti & Underhill (1988).

Los valores del exceso  $E(m_{1640} - V)$  y de la magnitud absoluta en 1640 Å fueron determinados utilizando los colores intrínsecos de Carnochan (1982) para estrellas del mismo tipo espectral y clase de luminosidad, interpolando a 1640 Å.

En la tabla IV.2 se presentan los valores de  $(m-M)_{1640}$  y  $E(1640-V)$  en las columnas 6 y 7. En la columna 8 se tiene la absorción  $A_{1640}$ .

#### **IV.2.c Algunos casos especiales.**

Entre las estrellas observadas de las cuales fue posible determinar su tipo espectral, se encontraron algunas binarias y un sistema triple, la forma en que se manejaron fue la siguiente:

Tres de las estrellas observadas resultaron ser binarias eclipsantes (No. 91, 138 y 203). Se les conoce como VZ Cen, AE Cru y ZZ Cru y sus variaciones en V son de  $\pm 0.15$ ,  $\pm 0.15$  y  $\pm 0.25$  magnitudes, respectivamente. En estos casos utilizamos el promedio del valor de V dado en los catálogos. Las variaciones en magnitud que hayan tenido durante las observaciones sería del orden de décimas de magnitud, por lo que no afectarían apreciablemente su módulo de distancias.

El caso de las estrellas No. 18 y 197 es un poco más complicado, pues la estrella No. 197 (HD 104901) es triple (Tapia 1981) y el telescopio espacial no la alcanza a resolver. Por su parte la estrella No. 18 aparece como la superposición de la imagen de dos estrellas: HD 101993 (18a) y HD 101994 (18b), sin embargo, a pesar de que no fue posible resolverlas, se consiguió separar la contribución de cada una como veremos más adelante.

La estrella 197 es una estrella triple cuyas componentes tienen tipos espectrales: B8 Ib, F0 Ib/II y B1 V, y magnitudes visuales: 7.4, 7.63 y 10.0, respectivamente (Tapia, 1981). La componente más tardía no puede aparecer en las imágenes del Glazar, por lo

que solo estamos observando la contribución de las dos de tipo mas temprano (A y C). De las referencias que se mencionaron anteriormente obtuvimos los valores de la magnitud absoluta  $M_V$  :  $-5.^m6$  y  $-3.^m2$  y de los colores normales  $(m_{1640}-V)_0$  :  $-0.^m69$  y  $-3.^m69$ , respectivamente. La suma de la magnitud V y de los colores normales, nos dan como resultado  $(m_0+A_V)$  para ambas componentes. Por aproximaciones numéricas obtuvimos que  $A_V$  debe ser igual a  $1.^m0$ . En este caso obtenemos valores de  $5.^m71$  y  $5.^m31$  respectivamente para las magnitudes estelares  $(m_{1640})_0$  de ambas componentes, ya corregidas por absorción. La correspondiente magnitud estelar integrada de ambas debe ser por tanto:  $4.^m74$  y como el valor observado es de  $7.^m0$ , la absorción en  $1640 \text{ \AA}$  debe ser de  $2.^m26$ . Tomando en cuenta las relaciones de Thompson et al. (1978) y de Allen (1973) que mencionamos al principio del capítulo, tenemos que  $A_V = 0.43 A_{1640}$ , por tanto  $A_V = 0.^m97$ , lo cual coincide con la estimación que se obtuvo inicialmente. En los casos en que se utiliza  $A_V \neq 1.0$ , la absorción en  $1640$  que se llega a obtener no implica una absorción en el visible igual al valor utilizado inicialmente por lo que se realiza un proceso iterativo hasta que llegamos a obtener  $A_V \approx 1.0$ .

Utilizando el valor de  $A_{1640}$  que encontramos, es posible calcular la magnitud observada en  $1640$  de ambas componentes, obteniéndose:  $7.^m97$  y  $7.^m57$  respectivamente y con ello se pudo determinar su modulo de distancia, obteniendo:  $14.^m26$  y  $14.^m46$  para las componentes A y C respectivamente. Si tomamos en cuenta los errores esperados, esta diferencia de  $0.^m2$  no resulta ser significativa, por lo que podemos confirmar que este sistema está físicamente ligado, como lo aseguró Tapia (1981).

En el caso de la estrella No. 18, la situación es muy diferente pues se trata de dos estrellas: HD101993 y HD101994 que aparecen como una sola en la imagen del Glazar. Al realizar el mismo proceso que con la estrella No. 197 se obtuvo:  $m_{1640}(18a)=7.94$  y  $m_{1640}(18b)=5.7$ . El tipo espectral aceptado de cada una de ellas fue B3 Ib y B1 IV-V, respectivamente, por lo que se encontraron valores de  $m_V-M_V$  para ambas estrellas, que diferían por más de tres magnitudes, lo cual hace pensar que se encuentran a muy diferentes distancias, y en efecto, los módulos de distancia que se encontraron difieren mucho entre sí:  $15.^m82$  y  $12.^m78$  respectivamente.

Otra de las estrellas observadas, la No. 201 (HD 104994) es de tipo WN3p o WN4p. El problema con ella se debe a que no conocemos el color normal  $(m_{1640}-V)_0$ , sin embargo, utilizando la absorción en el visual obtenido por Vacca y Torres-Dodgen (1990) ( $A_V = 1.^m4$ ) y el exceso  $E(B-V)$  de Vacca y Torres-Dodgen (1988, 1990), Conti y Morris (1990) y Morris et al. (1993):  $E(B-V)=0.^m40$ , es posible encontrar el valor de la absorción en  $1640 \text{ \AA}$  :  $A_{1640}=A_V/0.43=3.^m26$  o bien  $A_{1640}=7.69E(B-V)=3.^m08$ , quedándonos con el promedio  $A_{1640} = 3.^m17$ . Con ello es posible determinar el exceso  $E(1640-V)=1.^m77$ . Con

el color observado:  $(1640-V) = -3.^m56$ , podemos determinar el color intrínseco  $(m_{1640-V})_0$ . El promedio de la magnitud absoluta de una estrella WN3 y una WN4 es de  $-3.^m8$ , por lo que llegamos a obtener un módulo de distancias  $(m-M) = 13.^m43$ , con ello la distancia a la que se encontraría sería de 4800 pc. La distancia determinada por Hidayat et al. (1982) fue de 8.7 Kpc, pero utilizando una magnitud absoluta  $M_V = -4.^m6$ , mientras que la determinada por Van der Hucht et al. (1988) fue de 3.44 Kpc, utilizando una magnitud absoluta  $M_V = -2.8$  mag.

La estrella No. 212 (HD 105563 = VVCep) es una estrella triple con componentes M1 III + B0 IV + B1.5 V, pero las magnitudes visuales de ellas no se conocen separadamente, por lo que no fue posible incluirla en el diagrama de extinción variable.

En el caso de las estrellas No. 16, 74 y 107, los colores UBV no coinciden con los tipos espectrales conocidos, por lo que tampoco fueron incluidas en el diagrama de ext. var. (DEV). Se piensa que probablemente estas estrellas sean binarias.

Finalmente, dos de las estrellas observadas: No. 12 y 206 tienen tipos espectrales muy tardíos (F9 y F2 respectivamente) como para tener emisión en el UV por lo que se piensa tienen compañeras calientes. El espectro de otras dos estrellas: No. 36 y 103 es G5 y F0 respectivamente de acuerdo a la base de datos Simbad, sin embargo también han sido clasificadas como estrellas B. De ser cierta la clasificación de Simbad, estas estrellas también serían candidatas a tener compañeras calientes. Estas estrellas (No. 12, 16, 36, 74, 103, 107 y 206) ameritan un estudio más completo que se piensa realizar próximamente para determinar si se trata en verdad de estrellas binarias.

### IV.3 DIAGRAMA DE EXTINCION VARIABLE.

Ya teniendo el exceso  $E(1640-V)$  y la diferencia en magnitudes  $(M-m)_{1640}$ , fue posible construir el diagrama de extinción variable que se presenta en la figura IV.1. En él aparecen graficadas las 88 estrellas de la tabla IV.2 para las cuales se determinó su tipo espectral. Según se explicó en la sección anterior, las estrellas que forman un grupo estelar aparecerán en este diagrama a lo largo de rectas con pendiente igual a 1.75, en el caso de una ley de extinción normal.

La dispersión de los puntos que representan estrellas de un mismo grupo, alrededor de la recta correspondiente, es debida principalmente a la incertidumbre en el tipo espectral, pues una diferencia en una subclase espectral o en un tipo de luminosidad puede implicar diferencias en la magnitud absoluta de más de media magnitud (Gottlieb, 1978; Balona y Crampton, 1974; Walborn, 1972; Conti et al. 1983). Sin embargo, si



consideramos que el tipo espectral está bien determinado, los errores esperados serían menores de 0.5 mag. pues las incertidumbres en los colores intrínsecos son de algunas centésimas de magnitud o a lo más de una o dos décimas de magnitud (Carnochan, 1982). Los errores en nuestras determinaciones de la magnitud, como se vió en el Capítulo III, son de alrededor de 0.2 mag y los errores en las magnitudes visuales V son mucho menores. Por tanto la dispersión esperada de los puntos a lo largo del eje y es de alrededor de 0.3 mag.

En la figura IV.2 se presenta el histograma correspondiente a la distribución del módulo de distancia de las 88 estrellas estudiadas, como se puede observar es posible utilizar este histograma para la determinación de los diferentes grupos. En esta figura se presentan también las gaussianas que representan a los grupos encontrados suponiendo una dispersión  $\sigma = 0.1^m5$ .

#### **IV.4 ANALISIS DE LA DISTRIBUCION ESPACIAL DE LAS ESTRELLAS.**

Al analizar las figuras IV.1 y IV.2, es posible distinguir varios grupos estelares si ajustamos rectas con la pendiente esperada (1.75) en la primer figura:

##### **IV.4.a Estrellas a 140 pc.**

Las estrellas Nos. 67 y 189 parecen estar muy cerca de nosotros, si trazamos una recta de pendiente 1.75 que pase por cada una de ellas, encontramos que el módulo de distancia para cada una sería de 5.44 y 5.94 respectivamente, los cuales corresponden a distancias de 120 y 150 pc aprox. Debido a la distancia entre ellas (30 pc) no podemos descartar la posibilidad de que exista alguna asociación a una distancia entre 120 y 150 pc de la cual formen parte, sin embargo, aunque el campo observado es pequeño, se esperaría observar más miembros de dicha asociación dentro de la región observada.

##### **IV.4.b Posible grupo a 400 pc.**

En la figura IV.1 se observa un posible grupo estelar, situado a 400 pc, y del cual estamos observando dentro de nuestra región 3 de sus miembros: las estrellas Nos. 98, 135 y 158. La desviación en distancia de estas estrellas es de  $\pm 50$  pc, mientras que la distancia angular máxima entre ellas ( $1^\circ$ ) corresponde a tan solo 7 pc. La estrella más temprana de este grupo es una B3 (No. 135).

#### **IV.4.c Los grupos a 600 y 850 pc.**

El segundo grupo que se observa en el diagrama IV.1 es uno formado por 15 estrellas (Nos. 28, 32, 55, 94, 109, 112, 117, 129, 142, 144, 150, 170, 181, 184 y 205). La distancia media a este grupo sería de aproximadamente 700 pc, sin embargo la dispersión alrededor de esta distancia sería muy grande, alcanzando mas de 0.5 mag. en el correspondiente módulo de distancias. Al analizar el histograma de la figura IV.2, resulta claro que es posible dividir este grupo de estrellas en dos: uno situado a 600 pc y otro a 850 pc, esto lo podemos observar en la figura IV.1 donde se han marcado las rectas correspondientes a esos dos grupos, observándose que la dispersión alrededor de la media es mucho menor (0.22 mag y 0.24 mag respectivamente).

Por otro lado, al calcular la pendiente del mejor ajuste de una recta a los puntos que forman cada uno de estos grupos, obtenemos  $1.75 \pm 0.16$  y  $1.75 \pm 0.12$  respectivamente, los cuales coinciden exactamente con el valor esperado.

Las estrellas que formarían parte del primer grupo son las Nos. 32, 55, 94, 109, 112, 117, 144, 150 y 181, y las del segundo grupo (a 850 pc) serían las Nos. 28, 129, 142, 170, 184 y 205, estando situadas las primeras principalmente en la parte oeste de la región observada (Fig. IV.3), excepto las Nos. 144, 150 y 181, mientras que las del segundo grupo se encuentran principalmente en la región este de la región que se observó, con excepción de la Nos. 28 que se encuentra en el oeste. El diámetro del primer grupo sería de alrededor de  $3^\circ$ , es decir, 30 pc y del segundo de alrededor de 40 pc, mientras que la dispersión en el módulo de distancias representa un  $\pm 60$ pc y  $\pm 100$ pc para cada uno de ellos. Esto último nos indica que dentro de la región que observamos, muy probablemente, no se encuentran todos los miembros de cada asociación, sino que la región del cielo que cubre cada una de ellas es mayor que la observada.

En cada uno de estos grupos estelares solo existe una estrella con tipo espectral mas temprano que B2.5, por lo que podríamos decir que ambos forman parte de asociaciones tipo B, ya que las tipo O, de acuerdo con Ambartsumian (1954), deben tener al menos dos estrellas mas tempranas que B2.5; sin embargo, como no podemos asegurar que estamos observando todos los miembros de la asociación, esta clasificación solo puede ser tentativa.

#### **IV.4.d Asociaciones estelares a 1200 pc y 1500 pc.**

El siguiente grupo que se observa en la figura IV.1 esta compuesto por 25 estrellas, con un módulo de distancias medio de 10.6 mag, el cual corresponde a una distancia de 1350 pc aproximadamente, la dispersión en distancias que se observa en este

grupo ( $\pm 200$  pc) es grande, pero aún así podría tratarse de una sola asociación, sin embargo al observar el histograma de la fig. 2, es fácil ver que es posible dividirlo en dos grupos, uno a 1200 pc y otro a 1500 pc.

El primero de ellos con 13 estrellas (Nos. 86, 102, 123, 140, 156, 166, 167, 171, 173, 176, 191, 199 y 203), las cuales, si las observamos en el mapa de la figura IV.3, notamos que están localizadas principalmente dentro de una delgada franja de  $1^\circ$  de ancho aproximadamente, en la parte Este de la región observada (con excepción de la No. 86).

Por su parte, las estrellas que formarían el grupo a 1500 pc (Nos. 35, 51, 63, 72, 91, 96, 106, 126 y 138) se encuentran localizadas principalmente en la parte Noroeste de la región observada, aunque es muy posible, según el DEV, que otras tres estrellas situadas en la región Este (Nos. 180, 183 y 207), también formen parte de este grupo.

Otro argumento en favor de que se trate de dos asociaciones diferentes es el siguiente: si ajustamos por mínimos cuadrados una recta a los 25 puntos, suponiendo que se trata de una sola asociación, la pendiente del mejor ajuste sería  $1.55 \pm 0.11$ , el cual difiere por 0.2 del valor esperado, si en vez de ello ajustamos dos rectas, una para cada uno de los grupos, obtenemos para el grupo de 12 estrellas a 1500pc:  $1.795 \pm 0.089$  y para el de 13 estrellas a 1200 pc:  $1.81 \pm 0.07$ . En ambos casos los valores son más cercanos al esperado.

Debido a todo esto se concluye que es más probable que se trate de dos asociaciones separadas, la distancia entre ellas sería de 300 pc. La desviación estándar de ambos grupos respecto a la distancia media es de  $\pm 120$  pc para el grupo más lejano y de  $\pm 60$  pc para el más cercano, por lo que la suma de ambos resulta ser menor que la distancia entre ellos.

El tamaño lineal de cada grupo, según su tamaño en el cielo es de 60 pc para el que se encuentra a 1200 pc y de 75 pc para el que está a 1500 pc.

En ambos grupos existen dos estrellas más tempranas que B2.5 por lo que, de acuerdo con Ambartumian (1954), cada uno formaría parte de una asociación tipo O.

#### **IV.4.e Asociaciones estelares a 2600 pc y 2700 pc.**

El siguiente grupo que se puede distinguir en el DEV es el más numeroso, consistente en 30 estrellas: Nos. 3, 14, 18b, 19, 38, 39, 47, 48, 52, 53, 59, 61, 68, 76, 93, 127, 132, 139, 146, 151, 168, 175, 195, 197A, 197C, 208, 213, 215, 216 y 217. El módulo de distancias medio es de  $12.1^m$  el cual corresponde a una distancia media al cúmulo de 2700 pc.

Tanto en el DEV como en el histograma de la figura IV.2, este grupo, aparece muy bien definido. Sin embargo, cuando observamos su distribución espacial en la figura IV.4,

es muy notorio que parte de este grupo (Nos. 3, 14, 18b, 19, 38, 39, 47, 48, 52, 53, 59, 61, 68, 76 y 93) queda totalmente en el lado Oeste de la región observada y otro grupo de estrellas (Nos. 127, 132, 139, 146, 151, 168, 175, 195, 197A, 197C, 208, 213, 215, 216 y 217) en el lado Sureste de dicha región. A grosso modo, la frontera de ambos grupos está marcada con líneas punteadas en las figuras IV.3 y IV.4.

Podría pensarse que en realidad se trata de material que no nos permite ver la parte central de la asociación, sin embargo este no es el caso debido a que al observar los valores de la absorción en 1640 Å (figura IV.4), vemos que para las estrellas que se encuentran en medio de ambos grupos y en los bordes, los valores de la absorción son pequeños; además, en medio de los dos grupos se observan dos estrellas (Nos. 99 y 124) que pertenecen a una asociación más lejana (a 4000 pc).

Debido a esto, se cree que se trata de dos asociaciones, muy cercanas entre sí en distancia radial pero algo más alejadas en el plano del cielo.

Las estrellas del grupo situado en la parte Sureste se encuentran distribuidas, en el DEV a lo largo de una recta con pendiente igual a  $1.81 \pm 0.14$  que está de acuerdo con el valor esperado. La ordenada al origen de esta recta nos da un módulo de distancias igual a  $12.^m05 \pm 0.^m23$ , el cual corresponde a una distancia de  $(2600 \pm 250)$  pc. El tamaño angular de este grupo implica un tamaño lineal de alrededor de 80 pc, sin embargo, su apariencia en la figura IV.3 indica que solo estamos observando parte de la asociación.

Por otro lado, cuando ajustamos una recta de pendiente igual a 1.75 a las estrellas del segundo grupo, situado en la parte Oeste de la región observada, encontramos que su ordenada al origen es  $12.^m13 \pm 0.^m26$ , la cual corresponde a una distancia de cerca de 2700 pc, mientras que su tamaño angular corresponde a un diámetro de aproximadamente 120 pc.

Debido a que este último grupo se encuentra en la frontera oeste de la región observada, es probable que su tamaño y distancia lleguen a sufrir una modificación cuando se tenga lista la reducción de la región adyacente a la que se reporta en esta tesis, de la cual también se realizaron observaciones pero que se está reduciendo independientemente.

El tipo espectral de la mayor parte de las estrellas de esta asociación es más temprano que B2.5 por lo que se trataría de asociaciones tipo O.

Es necesario hacer notar que el centro de estas dos asociaciones se encuentra muy cerca del centro de la región observada y coincide con el centro de la asociación conocida como Crux OBI, registrada por Alter (1970) a una distancia de 2700 pc.

#### **IV.4.f Asociación estelar a 4000 pc.**

En el DEV se puede observar un último grupo de estrellas situado éste a 4000 pc de nosotros. Está formado por 13 estrellas (Nos. 31, 44, 58, 73, 80, 81, 93, 99, 124, 160, 185, 194 y 201), situados alrededor de una recta de pendiente  $1.77 \pm 0.10$  y de ordenada al origen  $13.05 \pm 0.077$ , la cual implica una distancia de cerca de 4000 pc  $\pm 150$  pc. El tamaño angular de esta asociación implica un diámetro de alrededor de 130 pc.

En la figura IV.4 se trazó, a grosso modo, la posible frontera de esta asociación. En ella se tienen 6 estrellas de tipo espectral más temprano que B2.5 y una tipo WN por lo que se trata de una asociación tipo O, de acuerdo con Ambartsumian (1954).

Con todo lo anterior, tenemos entonces ocho asociaciones OB a las cuales pertenecen las estrellas que observamos. Siguiendo la sugerencia de Tovmassian et al. (1993b) para la nomenclatura de las mismas, los nombres de estas asociaciones serían: Cru B 0.4, Cru B 0.6, Cru B 0.85, Cru OB 1.2, Cru OB 1.5, Cru OB 2.6, Cru OB 2.7 y Cru OB 4.0.

#### **IV.5 PRECISION EN LA DETERMINACION DE LAS DISTANCIAS.**

Las principales fuentes de error al determinar las distancias son, en nuestro caso, el tipo espectral y la magnitud en 1640 Å.

En el capítulo anterior se determinó el error esperado en la determinación de la magnitud en 1640 Å ( $<0.3$  mag) y en base a los errores asociados a las magnitudes absolutas en V y en 1640 Å, encontramos que la dispersión máxima esperada en el DEV, respecto a las rectas con pendiente igual a 1.75, es a lo más de 0.5 mag.

Como se puede observar en la figura IV.1 la dispersión de los puntos de cada grupo estelar encontrado es menor de 0.5 mag, tal como se esperaba, y en la figura IV.2 también podemos observar que la gaussiana ajustada con un valor de  $\sigma$  igual a 0.5 mag ajusta perfectamente a la distribución de los datos presentados.

En cuanto al tipo espectral, su conocimiento preciso resulta ser un factor decisivo en la determinación de distancias. Para ilustrar esto utilizaremos la figura IV.5. En ella se ha marcado con un asterisco (\*) la posición de cinco estrellas de nuestra muestra: las No. 44, 93, 150, 171 y 180. Con una  $\times$  se indica la posición que ocuparía la misma estrella si tuviese un tipo espectral ligeramente diferente (ver tabla IV.3). En el caso de las estrellas 44, 93 y 171 se consideró una diferencia de 1/2 magnitud y para las No. 150 y 180, la diferencia fue de una magnitud.

No. identif.	T. E. aceptado	T.E. modificado	m (1640)	$\Delta m$ (mag)
44	B7 II	B7.5 II	7.9	-0.2
93	B2.5 III	B3 III	6.6	-0.2
150	A0 III/IV	A1 III/IV	8.7	-0.2
171	B0.5 V	B1 V	5.9	-0.2
180	B1 III/IV	B0 III/IV	5.4	+0.2

Tabla IV.3 Modificaciones que se hicieron en el tipo espectral de algunas estrellas y en su magnitud aparente en 1640 Å, para analizar el efecto en el diagrama de extinción variable (Fig. IV.5).

Como se observa en la figura IV.5, en algunos casos la diferencia de media clase espectral puede cambiar la distancia asociada a algunas estrellas, llevándolas de un grupo a otro, como sucede con la Num. 93, mientras que en otros casos el cambio en la posición, aunque grande, no modifica significativamente el módulo de distancia de la estrella.

En la misma figura se marca con una + la posición de cada una de las estrellas si tuviera una magnitud aparente en 1640 Å mayor o menor por 0.2 mag. (ver tabla IV.3). Como vemos en la figura IV.5, un error de este tipo afecta la posición en ambos ejes en la misma cantidad, llevando al objeto a lo largo de una línea con pendiente uno, por lo que no se desvía demasiado de la recta de pendiente 1.75 cuando el error es pequeño.

Como podemos observar, los errores más importantes pueden provenir de un inadecuado conocimiento del tipo espectral, sin embargo, el haber utilizado los datos UB<sub>V</sub> para corroborarlo (utilizando el parámetro Q), resultó de gran ayuda. Esto se comprobó al construir un diagrama de extinción variable utilizando los tipos espectrales (T.E) publicados que estuviesen más de acuerdo con los datos fotométricos, pero sin dar preferencia a estos últimos, se obtuvo así un diagrama muy similar al de la figura IV.1, y en él era posible distinguir los mismos grupos estelares, con aproximadamente los mismos miembros en cada uno de ellos, la única diferencia es que se observaba una mayor dispersión de los puntos alrededor de la recta asociada a cada grupo. Así, mientras que las desviaciones estándar que se obtienen de la Fig. IV.1 para los grupos situados a 1200, 1500, 2600, 2700 y 4000 pc, son: 0.14, 0.16, 0.23, 0.23 y 0.10, respectivamente, las obtenidas utilizando los T.E publicados fueron: 0.15, 0.20, 0.33, 0.33 y 0.23. Por tanto, como las estrellas de tipo O y B no se encuentran uniformemente distribuidas en la galaxia, sino en regiones de reciente formación estelar formando cúmulos y asociaciones,

concluimos que el utilizar preferencialmente los tipos espectrales obtenidos a partir de los datos fotométricos, nos permite determinar mejor los grupos estelares existentes, disminuyendo la dispersión de los puntos.

Por otro lado, la precisión alcanzada en la determinación de las distancias queda demostrada también por el caso de la estrella No. 197 (HD104901), de la cual observamos dos de sus tres componentes, pues el módulo de distancia determinado para cada una de dichas componentes difiere entre sí por 0.20 mag.

Por otro lado la diferencia en el módulo de distancias de dos estrellas (Nos. 14 y 18b), miembros del cúmulo estelar Stock 14, es de 0.14 mag.

#### **IV.6 DISTRIBUCION DEL MATERIAL INTERESTELAR.**

Estudiando el diagrama de extinción variable y los valores de la absorción que aparecen en la tabla IV.2 y en la figura IV.4, es posible darnos cuenta de que la distribución del material interestelar no es uniforme en toda la región observada.

Así, observamos que la absorción en algunas estrellas de los grupos más cercanos (hasta distancias de alrededor de 850 pc) no es importante, mientras que para algunas otras de los mismos grupos sí lo es, esto nos demuestra que el material no está uniformemente distribuido dentro de los mismos grupos estelares, sino más bien está bien localizado alrededor de algunas estrellas.

La extinción mínima de las estrellas de la asociación estelar Cru OB1.2 es de alrededor de 0.30 mag en 1640 Å. Esto significa que entre las asociaciones a 850 pc y 1200 pc, existe material absorbente distribuido más o menos uniformemente que introduce una absorción de alrededor de 0.6 mag en 1640 Å.

Podemos concluir también que entre 1200 pc y 2600 pc existe algo de polvo en la parte este de la región observada, pues la absorción mínima en 1640 Å de las estrellas a 2600 pc es de 1.3 a 1.5 mag (estrellas No. 132 y 146).

Mientras que, en la parte oeste parece no haber casi polvo pues dos estrellas de la asociación Cru OB 2.7 (No. 47 y 59) tienen una absorción muy pequeña y en dos estrellas más (No. 18b y 39) es de tan solo 0.65 y 0.75 mag. en 1640 Å (respectivamente).

Podemos observar también que la parte oeste de la región observada es muy transparente hasta distancias de 4000 pc, pues tres de las estrellas que se encuentran a esta distancia presentan muy poca absorción, sin embargo, estas estrellas (No. 31, 81 y 194) se encuentran entre aquellas cuyo tipo espectral reportado implicaba un exceso de color negativo, y para las cuales se tuvo que adoptar un tipo espectral un poco más

temprano para que el exceso de color no fuese negativo, por ello nuestra última conclusión no parece ser muy confiable, pues si elegimos un tipo espectral todavía mas temprano, el DEV y la distancia de la asociación no varía en forma importante, pero la absorción de estas estrellas sí. No obstante aunque no tomáramos en cuenta la absorción de estas estrellas, la absorción mínima del grupo sería la de la estrella No. 124 que es de 0.5 mag, la cual también es muy baja.

Algo más que apoya nuestra conclusión anterior acerca de que la extinción en la parte oeste de la región observada es muy baja, y aún mas allá de 4000 pc, es que la estrella No. 18a, que se encuentra aproximadamente a 7000 pc, presenta también muy poca absorción (1.0 mag).



TABLA IV.1

COLORES NORMALES  $(B-V)_0$ ,  $(U-B)_0$  Y PARAMETROS  $Q$  PARA ESTRELLAS CON DIFERENTES TIPOS ESPECTRALES Y CLASES DE LUMINOSIDAD

C.L.	V			IV			III			II			I		
	$(B-V)_0$	$(U-B)_0$	Q	$(B-V)_0$	$(U-B)_0$	Q	$(B-V)_0$	$(U-B)_0$	Q	$(B-V)_0$	$(U-B)_0$	Q	$(B-V)_0$	$(U-B)_0$	Q
O8	-0.31	-1.14	-0.917	-0.31	-1.14	-0.917	-0.31	-1.13	-0.907	-0.31	-1.13	-0.907	-0.30	-1.13	-0.914
O9	-0.31	-1.13	-0.907	-0.31	-1.13	-0.907	-0.31	-1.12	-0.897	-0.29	-1.12	-0.911	-0.27	-1.12	-0.926
B0	-0.30	-1.08	-0.864	-0.30	-1.08	-0.864	-0.30	-1.09	-0.874	-0.28	-1.09	-0.888	-0.23	-1.09	-0.924
B1	-0.27	-0.95	-0.756	-0.27	-0.96	-0.766	-0.27	-0.97	-0.776	-0.26	-0.98	-0.793	-0.19	-0.99	-0.853
B2	-0.25	-0.85	-0.670	-0.24	-0.86	-0.687	-0.24	-0.88	-0.707	-0.23	-0.92	-0.754	-0.16	-0.94	-0.825
B3	-0.21	-0.71	-0.558	-0.20	-0.73	-0.586	-0.20	-0.75	-0.606	-0.20	-0.84	-0.696	-0.13	-0.85	-0.756
B4	-0.19	-0.64	-0.503	-0.185	-0.65	-0.522	-0.18	-0.67	-0.541	-0.18	-0.77	-0.640	-0.11	-0.81	-0.731
B5	-0.17	-0.57	-0.448	-0.17	-0.58	-0.458	-0.16	-0.59	-0.475	-0.16	-0.70	-0.585	-0.09	-0.77	-0.705
B6	-0.15	-0.50	-0.392	-0.15	-0.51	-0.402	-0.14	-0.52	-0.419	-0.14	-0.63	-0.529	-0.07	-0.71	-0.660
B7	-0.13	-0.43	-0.336	-0.13	-0.44	-0.346	-0.12	-0.44	-0.354	-0.12	-0.56	-0.474	-0.05	-0.65	-0.614
B8	-0.10	-0.33	-0.258	-0.10	-0.34	-0.268	-0.10	-0.34	-0.268	-0.10	-0.45	-0.378	-0.03	-0.58	-0.558
B9	-0.07	-0.19	-0.140	-0.07	-0.20	-0.150	-0.07	-0.21	-0.160	-0.07	-0.30	-0.250	-0.01	-0.52	-0.513
A0	-0.02	-0.02	-0.006	-0.02	-0.04	-0.026	-0.02	-0.06	-0.046	-0.02	-0.15	-0.136	0.01	-0.33	-0.337
A1	0.02	0.03	0.016	0.02	0.03	0.016	0.02	0.03	0.016	--	--	--	-0.03	-0.25	-0.272

TABLA IV.2  
TIPO ESPECTRAL, EXTINCION Y MODULO DE DISTANCIAS DE LAS  
ESTRELLAS ESTUDIADAS

Num	HD	T. E.	T.E. (Q)	$m_{1640-V}$	$E(m_{1640-V})$	$(m-M)_{1640}$	$A_{1640}$
3	309018	O9 V	B0.5 V	-1.80	2.13	16.23	3.70
14	101964	B0.5 III	B0.5 III	-2.66	1.17	14.43	2.05
18a	101993	B2 Ib	B3 Ib	-1.72	0.57	15.93	1.00
18b	101994	B1 V	B1 IV/V	-3.23	0.37	12.80	0.65
19	102008	B2/3 III	----	-2.90	0.40	13.00	0.70
28	102063	A0 Vn	B8.5 V*	-1.50	0.14	9.64	0.24
31	102139	B4 III	B2.5 III*	-3.10	0.20	13.50	0.35
32	102152	A0 V	B9 V*	-1.30	0.05	8.75	0.09
35	102248	B7 II	B7.5 II	-1.72	0.37	11.79	0.65
38	102153	B0 IV/V	B0 IV/V	-3.22	0.73	13.55	1.28
39	102237	B9 II	----	-1.10	0.43	12.33	0.73
44	102351	B8 II	B7 II	-1.78	0.51	13.79	0.89
47	102304	B8 V	B5 V*	-2.60	0.03	11.83	0.05
48	102352	B2 Vne	B1 Ve	-2.22	1.47	14.59	2.57
51	102368	B0 IIIe	B0 IIIe	-2.10	1.96	14.56	3.43
52	102400	B2 III	B2.5 III	-2.45	0.85	13.60	1.49
53	102415	O8.5Vnp	O9 V	-2.57	1.53	15.20	2.68
55	102465	B9 V	----	-1.10	0.25	9.25	0.44
58	102475	B0.5 II	B0.5 II	-2.63	1.14	15.02	2.00
59	102476	B8 Ib	B6.5 Ib*	-1.57	0.06	12.23	0.10
61	102567	B1 Vne	B0.5 Ve	-2.59	1.34	14.33	2.35
63	102600	B5 III	----	-2.20	0.26	11.16	0.45
67	102776	B4 Vne	B4.5 Ve	-2.52	0.17	5.74	0.30
68	102819	B8 III	B6.5 III*	-2.10	0.07	12.12	0.12
72	10923	B3 III	B3 III	-1.91	1.08	12.49	1.89
73	102924	B3/5 II	B4 II	-1.73	0.92	14.65	1.61
76	102997	B3I,B5Ia	B3.5 Ia	-0.35	1.77	15.17	3.10
80	103007	B2 III	B1 III	-2.96	0.73	14.39	1.28

81	103019	B5 II	B4.5 II*	-2.48	0.11	13.14	0.19
86	103065	B4 V	----	-2.40	0.43	11.23	0.75
91	103146	B2III/IV	B1.5 III/IV	-2.42	1.28	13.30	2.24
93	103169	B3 III	B2.5 III*	-3.05	0.25	13.40	0.44
94	103182	B3 III	B4.5 III	-1.72	0.77	10.39	1.35
96	103304	B3 V	----	-2.81	0.21	11.42	0.37
98	103336	B7 V	----	-1.40	0.83	9.53	1.45
99	103348	B2 III	B2. III	-2.50	0.85	14.35	1.49
102	103401	B5 V	B5 V	-1.97	0.66	11.63	1.15
106	103466	B4/5 III	----	-2.00	0.63	12.03	1.10
109	103558	A0 IV	B9.5 IV*	-0.80	0.02	9.17	0.03
112	103574	B2 Ve	B3.5 Ve	-1.68	1.25	10.78	2.19
117	103714	B9 III	B8.5 III	-0.74	0.89	10.13	1.56
123	103763	B5 V	----	-1.90	0.73	11.43	1.28
124	103764	B2 III	B1.5 III	-3.18	0.28	13.76	0.49
126	103778	B4 IV	----	-2.10	0.62	12.02	1.08
127	103779	B0.5 II	B0 II	-2.11	1.82	14.83	3.18
129	103792	B7/8 V	B7 V	-2.00	0.23	10.33	0.40
132	103843	B8/9 II	----	-1.00	0.76	13.21	1.33
135	103884	B3 V	B3 V	-2.90	0.12	7.42	0.21
138	104012	B7 III	----	-1.75	0.22	11.17	0.38
139	104047	B2 II	B2.5 II	-1.86	1.14	14.15	2.00
140	104062	B3 IV/V	B3 IV/V	-2.15	0.89	11.84	1.56
142	104171	B9 II	----	0.10	1.63	12.43	2.85
144	104255	B8/9 III	----	-1.30	0.33	9.23	0.58
146	104285	B1.5 V	B1.5 V	-2.72	0.84	13.26	1.47
150	104331	A2 III/IV	A0III/IV*	-0.20	0.56	9.76	0.98
151	104332	B1 III	B1 III	-2.27	1.42	14.29	2.48
156	104403	B3 III	----	-1.20	1.79	13.39	3.13
158	104432	B9 V	B9 V	-1.27	0.08	8.35	0.14
160	104465	B2 III	B1 III	-2.68	1.01	14.49	1.77
166	104553	B1 III	B1 III	-2.13	1.56	13.29	2.73
167	104566	B7/8 IV	----	-1.80	0.23	10.63	0.40
168	104567	B1 III	B0.5 III	-2.07	1.76	15.13	3.08

170	104631	B0 III/IV	B0.5 III/IV	-1.66	2.23	13.59	3.90
171	104649	B1 V	B0.5 V	-2.00	1.93	13.63	3.38
173	104670	B5/6 III	----	-1.30	0.92	11.77	1.61
175	104683	B1 II	B2.5 Ib	-2.06	1.42	14.38	2.49
176	104669	B3 V	----	-2.00	1.02	12.12	1.78
180	104705	B0 III/IV	B1 III/IV	-2.39	1.30	13.19	2.27
181	104722	B2 Vne	----	-1.90	1.49	11.69	2.61
183	104777	B6 /7III	----	-2.00	0.17	11.32	0.30
184	104778	B9 V	B7.5 V*	-1.90	0.10	10.10	0.17
185	104809	B8 II	B8 II	-1.56	0.07	13.23	0.12
189	104841	B3 IV/V	B3 IV/ V	-2.01	1.03	7.74	1.78
191	104848	B3 II	B3 II	-0.95	1.82	13.67	3.18
194	104877	B5 III	B4 III*	-2.60	0.03	13.23	0.05
195	104876	B0.5 II	B2 Ib/B1 II	-0.63	2.39	16.47	4.18
197A	104901A	B8 Ib	B8 Ib	0.57	1.26	14.26	2.20
197C	104901C	B1 V	B1 V	-2.43	1.26	14.46	2.20
199	104918	B6 V	B6 V	-1.75	0.67	11.62	1.17
201	104994	WN 3/4	B1 II	-3.56	1.77	16.53	3.10
203	105055	B3 V	B2 V	-1.31	2.08	14.19	3.64
205	105178	B8 V	B7.5 V*	-1.93	0.07	9.50	0.12
207	105257	B6 II/III	B6 II/III	-0.80	1.31	13.21	2.29
208	105299	B2 V	B1 V	-2.64	1.05	14.39	1.84
213	105650	B1 II	B0.5 II	-2.06	1.71	15.22	2.99
215	105675	B2 IVne	B1 IVe	-2.25	1.46	14.51	2.56
216	105753	B2 IVne	B0 IVe	-2.21	1.84	15.35	3.22
217	105892	B0.5 II	B0.5 II	-1.74	2.03	15.62	3.55

\* Clasificación espectral aceptada. Corresponde al tipo espectral más cercano a los ya conocidos y que dá como resultado un valor no negativo para la extinción  $E(m_{1640-V})$ .

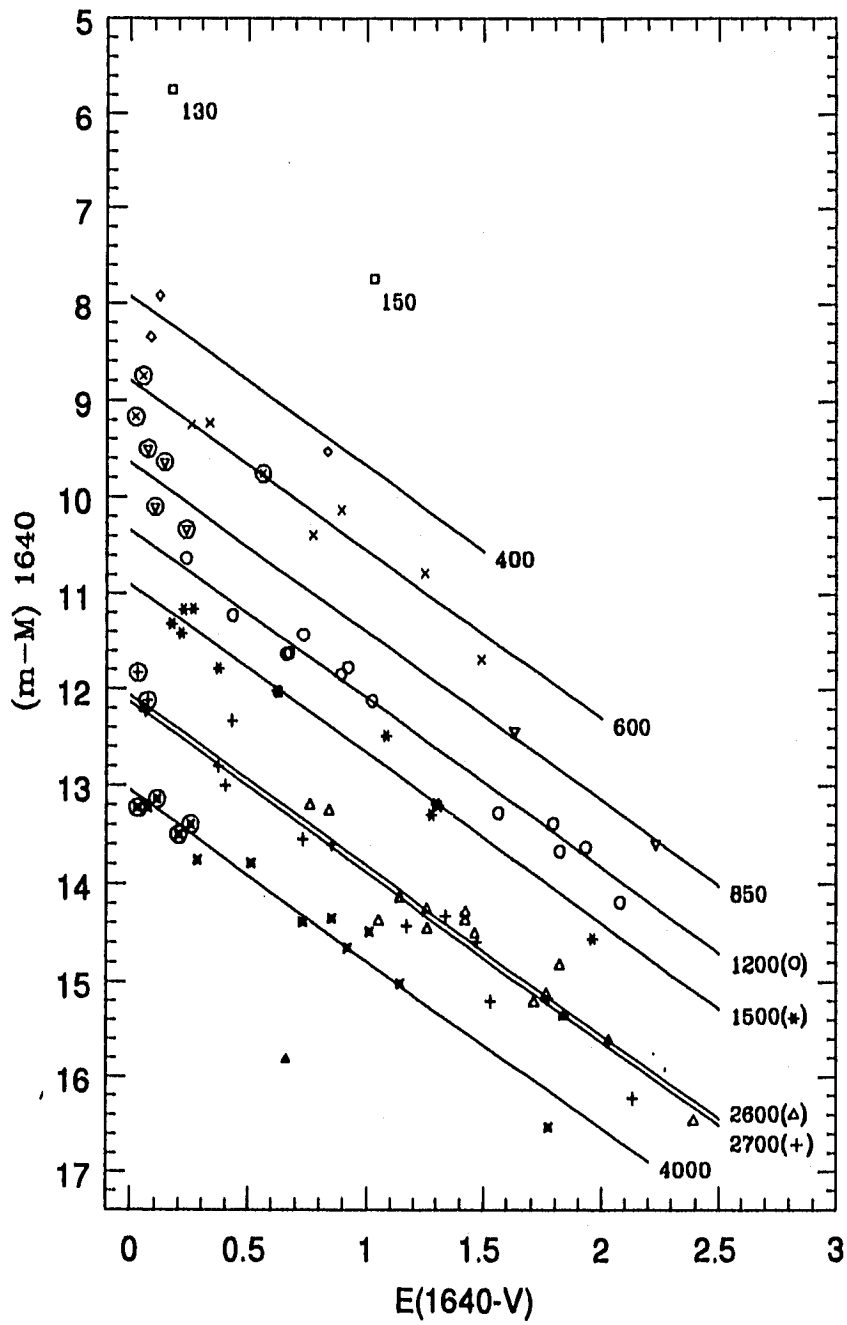
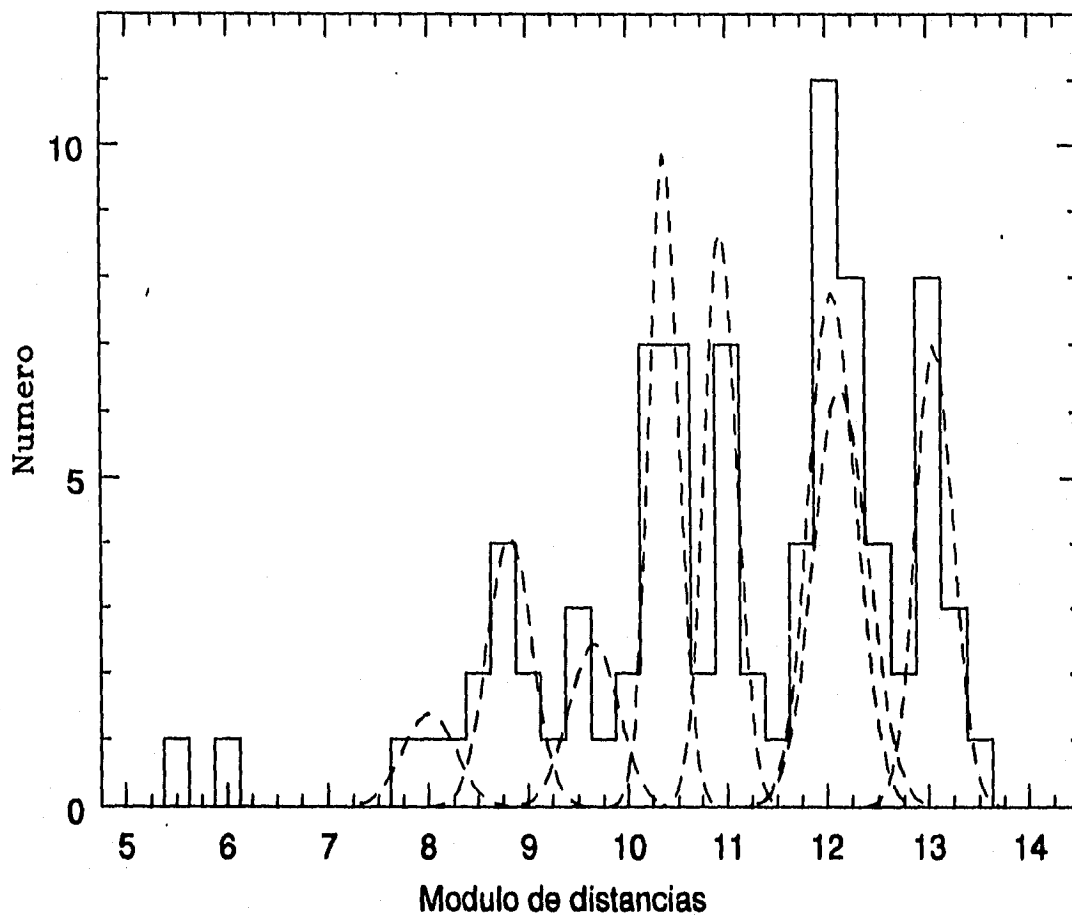


Figura IV.1 Diagrama de extincion variable (DEV). Estrellas de la tabla IV.2



**Figura IV.2** Histograma que representa la distribución de las distancias que pudieron ser determinadas, es decir, las distancias a las estrellas de la tabla IV.2.

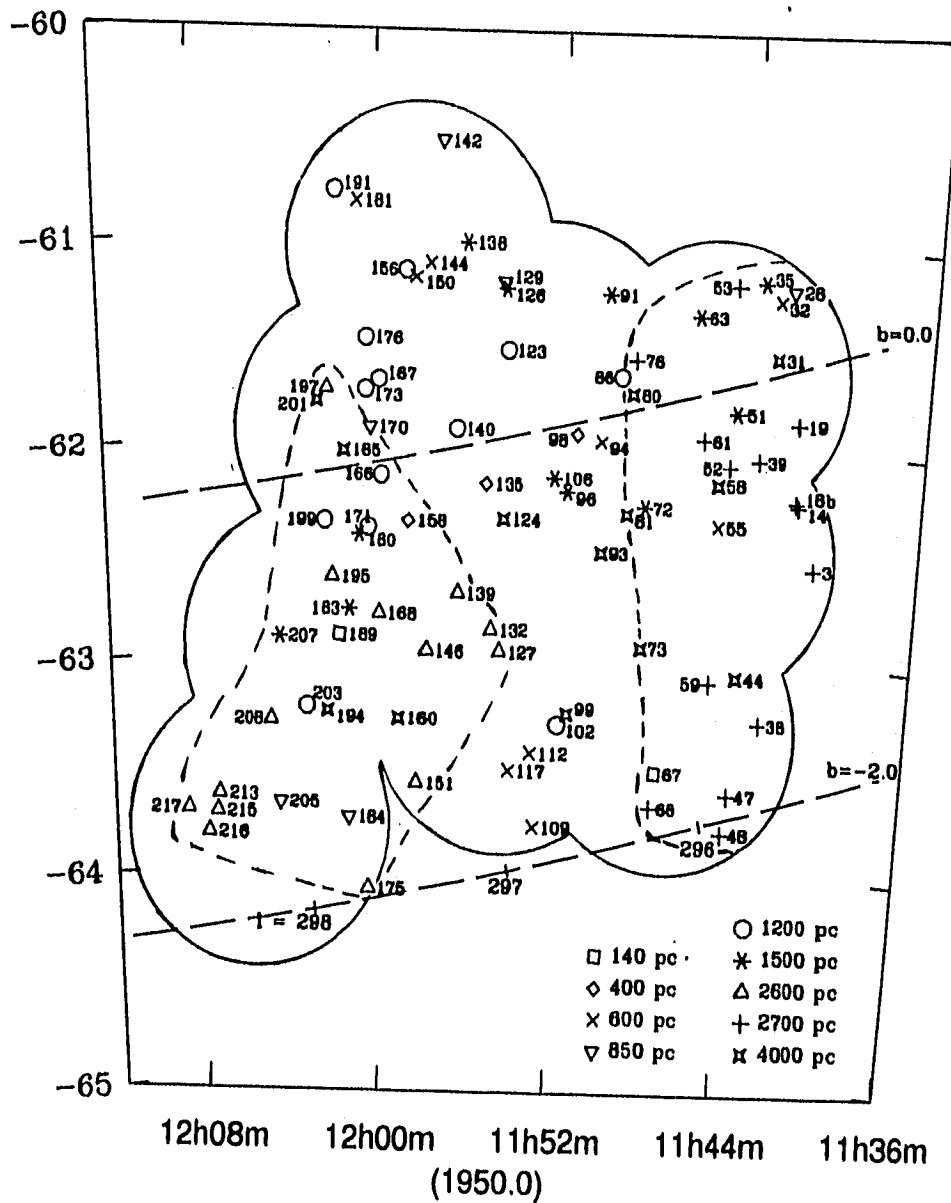


Figura IV.3 Mapa donde se puede observar la distribución espacial de las diferentes asociaciones. Los símbolos que representan las estrellas corresponden a los utilizados en la figura IV.1 y el número que las identifica corresponde al num. consecutivo de la tabla III.2.

ESTA TESIS NO DEBE  
SER PRESTADA SIN EL  
CONSENTIMIENTO DE LA BIBLIOTECA

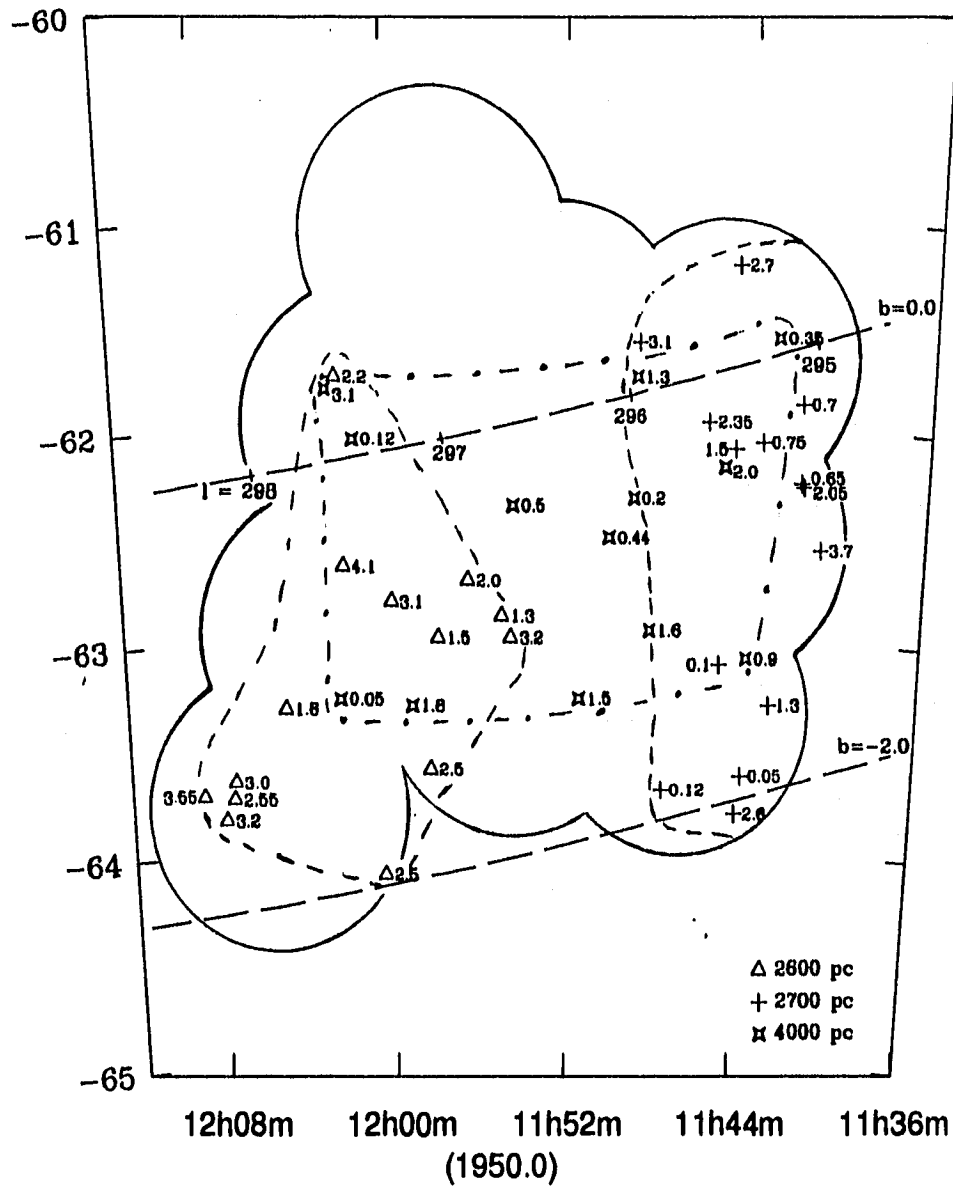


Figura IV.4 Mapa donde se muestra la distribución espacial de tres de las asociaciones estelares encontradas. Las cantidades corresponden a la absorción en 1640 Å.



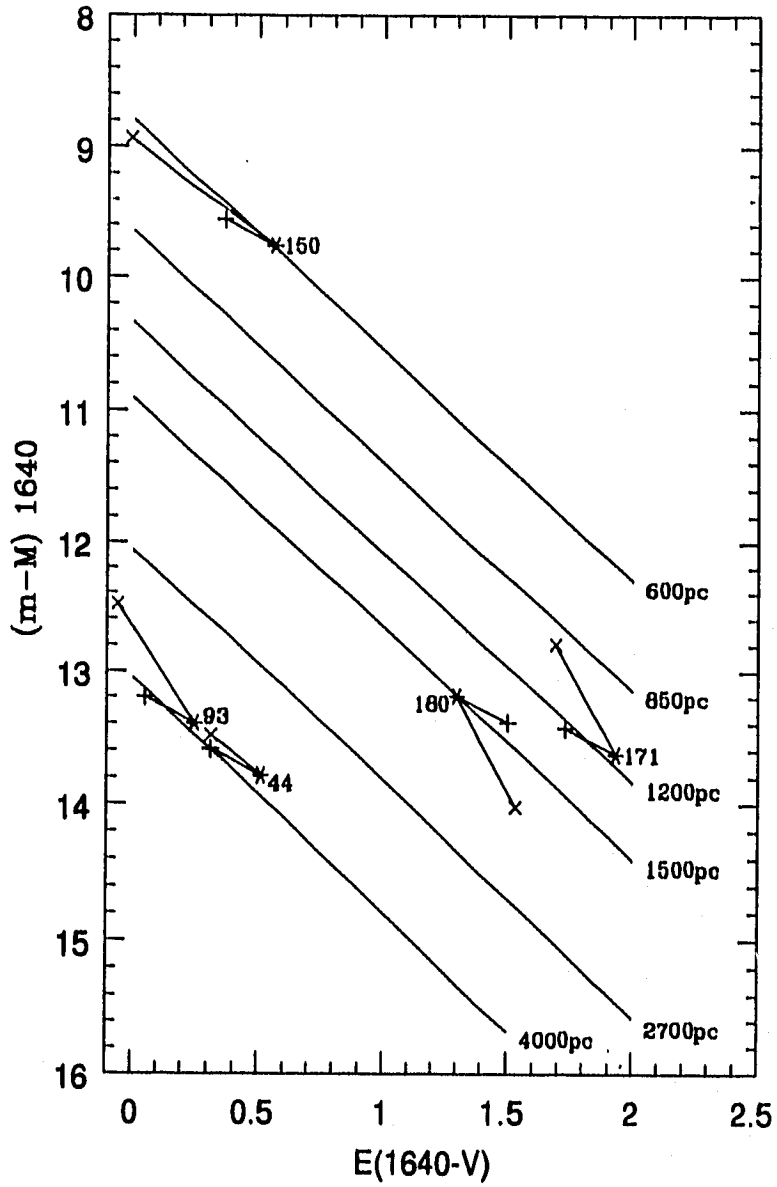


Figura IV.5.- Desplazamientos en el DEV debidos a:  
(x) error de media o una subclase espectral  
(+) error de 0.2 magnitudes en  $m(1640)$

## **CAPITULO V**

### **CONCLUSIONES Y PROYECTOS**

#### **V.1 CONCLUSIONES**

Las observaciones realizadas con el telescopio espacial Glazar en la dirección de la asociación estelar Crux OB1, nos han permitido determinar la existencia de ocho asociaciones estelares (una de ellas solo probable), cinco tipo O y tres más tipo B. Hay que tomar en cuenta, sin embargo, que no fué posible determinar la distancia a todas las estrellas detectadas, por lo que no podemos descartar la posibilidad de que existan más asociaciones estelares en esta dirección. Así mismo, seguramente muchas de las estrellas que fueron detectadas en las imágenes del Glazar pero que no pudieron utilizarse para determinar las asociaciones estelares (debido al desconocimiento de su tipo espectral), pertenecen a alguna de estas asociaciones, por lo que el número de miembros que se menciona a continuación para cada una de ellas, representa únicamente una cota inferior. Lo mismo sucede con los tamaños que encontramos para cada una de las asociaciones, representan cotas inferiores, pues no podemos asegurar que no existan otros miembros que no pudimos determinar.

Las agrupaciones estelares encontradas fueron las siguientes:

- 1.- La probable asociación Cru B 0.4, a una distancia de 400 pc. De ella fué posible determinar tres de sus miembros (Nos. 98, 135 y 158), con tipos espectrales entre B3 y B9.
- 2.- La asociación estelar Cru B 0.6, situada a una distancia aproximada de 600 pc. Las estrellas: No. 32, 55, 94, 109, 112, 117, 144, 150 y 181 pertenecen a esta asociación. Seis de ellas se encuentran localizadas en la parte oeste de la región observada y tres de ellas se encuentran más hacia el este. De ellas solo una (181) tiene tipo espectral B2, siendo las demás más tardías.

3.- La asociación Cru B 0.85, situada a una distancia aproximada de 850 pc. Tenemos seis estrellas dentro de este grupo (Nos. 28, 129, 142, 170, 184 y 205), de las cuales todas tienen tipo espectral más tardío que la No. 170, que es de tipo B0.5. Con excepción de la estrella No. 28, las demás se encuentran en la parte este de la región observada.

4.- Asociación Crux OB 1.2, situada a 1200 pc de nosotros. Contiene las estrellas Nos. 86, 102, 123, 140, 156, 166, 167, 171, 173, 176, 191, 199 y 203, las cuales se encuentran distribuidas principalmente en la parte este de la región estudiada. Únicamente dos de estas estrellas tienen tipo espectral más temprano que B2. (Nos. 166 y 171)

5.- Asociación estelar Crux OB 1.5, situada a 1500 pc. Doce de sus miembros son las estrellas Nos. 35, 51, 63, 72, 91, 96, 106, 126, 138, 180, 183 y 207. La mayor parte de ellas se encuentran localizadas en la parte noroeste de la región observada. Solo tres de estas estrellas poseen tipo espectral más temprano que B2 (Nos. 51, 91 y 180).

Es probable que estas dos asociaciones (Cru OB1.2 y Cru OB1.5) formen en realidad una sola, esto podrá determinarse al obtener el tipo espectral de un mayor número de estrellas dentro de las detectadas en las imágenes del Glazar.

6.- Asociación estelar Crux OB 2.6, situada a una distancia de aproximadamente 2600 pc. Dentro de este grupo encontramos quince de las estrellas detectadas (Nos. 127, 132, 139, 146, 151, 168, 175, 195, 197A, 197C, 208, 213, 215, 216 y 217), las cuales se encuentran situadas en la parte sureste de la región observada. De ellas solo dos son de tipo espectral más tardío que B2, siendo las más tempranas las No. 127 y 216, con tipos espectrales: B0 II y B0 IVe respectivamente.

7.- Asociación Crux OB 2.7, situada a cerca de 2700 pc. Dentro de esta asociación se encuentran catorce de las estrellas estudiadas: Nos. 3, 14, 18b, 19, 38, 39, 47, 48, 51, 52, 53, 59, 61 y 76, distribuidas en la parte oeste de la región observada. Es probable que esta asociación se extienda mas allá de la frontera oeste de la región observada, en dirección de la asociación conocida como Centaurus OB2. El cúmulo estelar Stock 14 queda dentro de esta asociación. De las catorce estrellas que se encontraron en esta asociación, diez de ellas tienen un tipo espectral más temprano que B2.

Es posible también que estas dos asociaciones (Cru OB2.6 y Cru OB2.7) sean en realidad una sola, sin embargo, las observaciones con que se cuenta actualmente indican que se trata de dos asociaciones. Esto podrá definirse al obtener el tipo espectral, y con

ello la distancia a las estrellas detectadas por el Glazar que se encuentran en la región intermedia entre estas dos asociaciones.

8.- La asociación más alejada es la que denominamos Crux OB 4.0, situada a alrededor de 4000 pc. Se detectaron trece de sus miembros (Nos. 31, 44, 58, 73, 80, 81, 93, 99, 124, 160, 185, 194 y 201), siete de los cuales poseen un tipo espectral entre B0.5 y B2.5, y una de ellas es una estrella tipo WN.

9.- En la tabla V.1 aparecen listados los "tamaños" aparentes de las asociaciones, obtenidos a partir de su tamaño angular observado ( $\phi_A$ ) y los "tamaños" que se deducen a partir de la dispersión de distancias entre los miembros de cada asociación ( $\phi_D$ ). Como podemos observar, se encuentra que a mayor distancia, mayor es el tamaño asociado, sin embargo esto no es un efecto real pues, por una parte al observar a mayores distancias, la región física que se cubre con un ángulo fijo es mayor y por tanto al observar una asociación mas lejana, se está cubriendo una mayor parte de la misma. Por otro lado, el efecto observado en las dispersiones, es posible explicarlo también, en base a que a mayores distancias los errores absolutos que se esperan, son mayores.

Distancia (pc)	$\phi_A$ (pc)	$\phi_D$ (pc)
400	7	50
600	30	60
850	40	100
1200	60	60
1500	75	120
2600	80	250
2700	120	250
4000	130	150

Tabla V.1 Tamaños que es posible deducir para cada asociación, a partir del tamaño angular de las mismas ( $\phi_A$ ) y a partir de la dispersión de distancias de sus miembros ( $\phi_D$ ).

10.- El análisis del diagrama de extinción variable y de la Fig. IV.2 nos permite concluir que el polvo no se encuentra uniformemente distribuido entre las asociaciones estelares, mas bien se encuentra concentrado en pequeñas nubes alrededor de algunas estrellas.

Así mismo, al analizar la figura IV.4 podemos concluir que: el espacio hasta aproximadamente 850 pc se encuentra prácticamente libre de polvo, que entre 850 y 1200pc se encuentra material distribuido mas o menos uniformemente provocando una absorción en 1640 Å de cerca de  $0.10^6$ . Otra capa de polvo existe entre 1200 y 2600 pc con una absorción media de aproximadamente  $1.10^4$ . Es posible concluir además que el espacio es casi transparente hasta distancias de cerca de 4000 pc en la parte oeste de la región observada.

11.- En la figura V.1, se ha marcado la posición (+) de cada una de las asociaciones encontradas dentro de un mapa de nuestra galaxia, (Nandy et al. 1976), en donde se muestra la distribución de las estrellas O y B que estudian estos autores (•) y cuyo exceso de color  $E(B-V) > 0.15$ , por tanto, su  $E(1640-V) > 0.66$  y  $A(1640) > 1.15$ . Como podemos observar, Nandy et al. no encuentran estrellas con  $A(1640) > 1.15$  en la dirección que observamos hasta después de 3 kpc. Es notorio también que a excepción de las dos primeras asociaciones que encontramos, las demás se encuentran dentro del brazo de Carina (según la interpretación de Walborn 1972). En cuanto a las asociaciones que encontramos a 600 y 850 pc de nosotros, quedan en la región interbrazo, entre el brazo local y el de Carina. Como vemos en la figura V.1, lo mismo sucede con un conjunto de estrellas que encuentran Nandy et al. pero en la dirección del centro de la galaxia.

## V.2 PROYECTOS DE TRABAJO

1.- Actualmente se encuentran en proceso de reducción las imágenes del Glazar correspondientes a una región contigua a la estudiada en este trabajo y situada mas hacia el Oeste. Los resultados nos permitirán determinar mejor el límite de las asociaciones que llegan al borde oeste de la región ya estudiada. Entre ellas las asociaciones Cru OB 1.5 y Crux OB 2.7.

2.- El gran número de estrellas detectadas de las cuales no se conoce el tipo espectral en forma completa y confiable, nos ha hecho incluirlas en un proyecto de observación que se iniciará en Marzo de 1997, con el fin de determinar su tipo espectral y, de ser posible, sus magnitudes U,B,V. Esto nos permitirá ampliar en gran medida el número de estrellas

dentro de nuestro diagrama de extinción variable y con ello determinar y delimitar con mayor precisión cada una de las asociaciones que fueron encontradas y el número de miembros en cada una de ellas.

3.- Asimismo, se está trabajando en un proyecto para detectar el material circumstelar en algunas de las estrellas que es probable que lo tengan, de acuerdo a los resultados de este trabajo. En este proyecto se analizarán imágenes del satélite IRAS para poder determinar si existe o no dicho material.

4.- En lo que toca a las estrellas que se detectaron como posibles candidatas a ser binarias, se planea realizar un estudio espectroscópico de las mismas para tratar de determinar la existencia o no de sus compañeras.

5.- Una vez finalizada la reducción de las imágenes del Glazar cercanas a esta región (brazo de Carina) será posible analizar los resultados globalmente, con el fin de analizar la estructura del brazo. Aunque para ello será necesario contar con información sobre otros "trazadores", tales como regiones H II, polvo, H I, etc., por lo que será necesario utilizar las observaciones existentes en otras longitudes de onda.

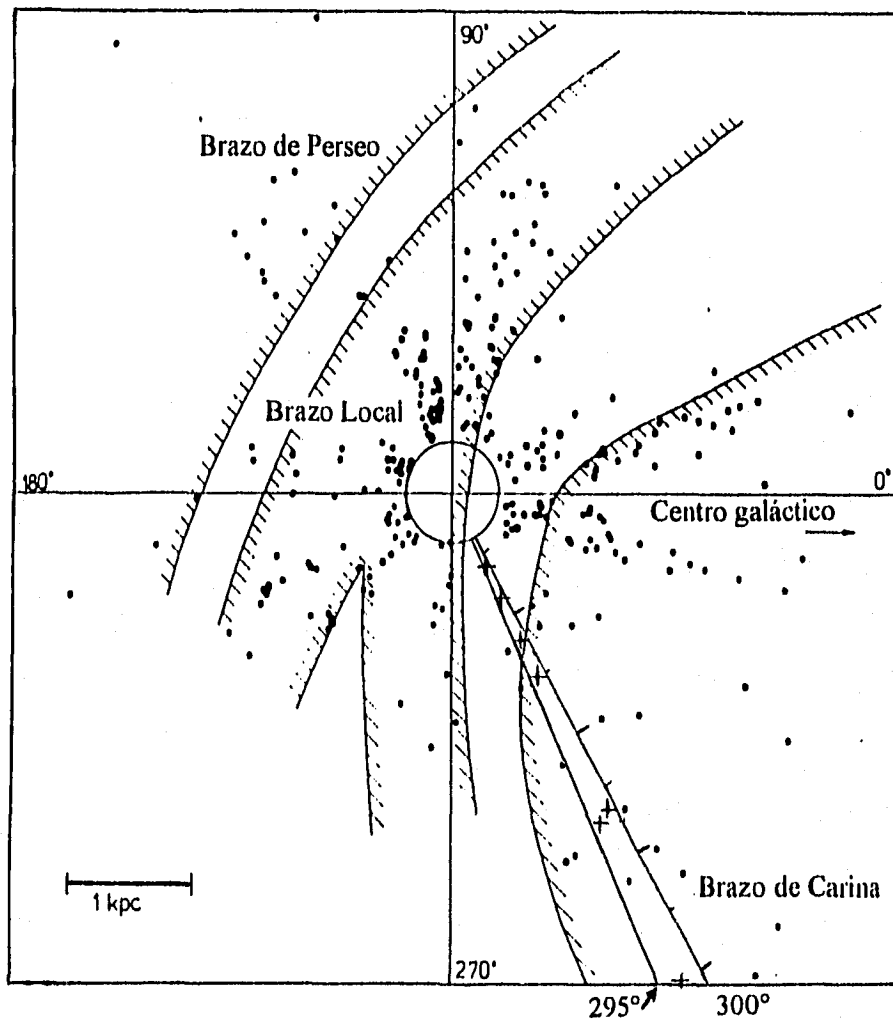


Figura V.1 Tomando como base la figura 1 de Nandy et al. (1976), se muestra la posición de las asociaciones encontradas (+). Los puntos representan estrellas O y B cuyo exceso de color:  $E(B-V) > 0.15$

## REFERENCIAS

- Allen C.W., 1973. *Astrophysical Quantities*. University of London. The Athlone Press.
- Alter G., Ruprecht J. & Vanysek V., 1970. *Catalogue of Star Clusters and Associations*. Academiai Kiado, Budapest.
- Ambartsumian V.A., 1954. *Contr. Byurakan Obs.* **15**, 3.
- Ardeberg A. & Maurice E., 1980. *A&ASS* **39**, 325.
- Balona L. & Crampton D., 1974. *MNRAS* **166**, 203.
- Blanco V.M., Demers S., Douglas G.G. & Fitzgerald, M.P., 1968. *Publ. U. S. Naval Obs.* **21**, 1.
- Buscombe W., 1977, 1980, 1981, 1984, 1988, 1990. *MK Spectral Classification, Third to Eight General Catalogue*, Northwestern University, Evanston.
- Carnochan D.J., 1982. *MNRAS* **201**, 1139.
- Conti P.S., Garmany C.D., de Loore C. & Vanbeveren D., 1983. *ApJ* **274**, 302.
- Conti P.S. & Morris P.W., 1990. *AJ* **99**, 898.
- Conti P.S. & Underhill A.B., 1988. *O Stars and WR stars*. NASA.
- Davis R.I., Deutschman W.A. & Haramundanis K.L., 1978. *Telescope Catalogue of Ultraviolet Stellar Observations*. Smithsonian Inst.
- Davis L.E. 1987. *Specifications for the Aperture Photometry Package*. IRAF User Handbook Vol. 2B.
- Davis L.E. 1989 *A User's Guide to the IRAF Apphot Package*. IRAF User Handbook Vol. 2B.
- Gottlieb D.M., 1978. *ApJS* **38**, 287.
- Gutierrez-Moreno A. & Moreno M., 1975. *PASP* **87**, 425.
- Haldebel E.M., 1993. *PASP* **105**, 465.



- Hayes D.S. & Latham D.W., 1975. *ApJ* **197**, 593.
- Hidayat B., Supelli K., & van der Hucht K.A., 1982. *Wolf Rayet Stars: Observations, Physics, Evolution*. IAU Symp. No.99. Eds. C.W.H. Loore & A.J. Willis, p. 29.
- Houck N. & Cowley A.P., 1975. *Michigan Catalogue of two-dimensional spectral types. V. 1*, University of Michigan, Ann Arbor.
- Houck N. 1978. *Michigan Catalogue of two-dimensional spectral types. V.2*, University of Michigan, Ann Arbor.
- Humphreys R.M., 1972. *A&A* **20**, 29.
- Humphreys R.M., 1978. *ApJS* **38**, 309.
- Jacoby S.H., 1988. *An Overview of the IRAF DTOI Package*. IRAF User Handbook Vol. 2B.
- Johnson H.L. & Morgan W.W., 1955. *ApJ* **122**, 142.
- Kopilov I.M., 1958. *AZh* **35**, 390.
- Loden L.O., Loden K., Nordstrom B. & Sundman A., 1976. *A&ASS* **23**, 283.
- Lynga G., 1970. *A&A* **8**, 41.
- Morris P.W., Brownsberger K.R., Conti P.S., Massey P. & Vacca W.D., 1993. *ApJ* **412**, 324
- Nandy K., Thompson G. I., Jamar C., Monfils A. & Wilson R., 1976. *A&A* **51**, 63.
- Nicolet B., 1978. *A&AS* **34**, 1.
- Penny L.R., Gies D.R. & Bagnuolo W.G. Jr., 1996. *ApJ* **460**, 906.
- Rountree J. & Sonneborn G., 1993. "Spectral Classification with the International Ultraviolet Explorer. An Atlas of B-type spectra". NASA Reference Publication 1312.
- Rufener F., 1988. *Catalogue of Stars Measured in the Geneva Obs. Photometric System*. Observatoire de Genève Publ.
- Ruprecht J., 1966. Trans. IAU **12B**, 345.
- Russell J.L., Lasker B.M., McLean B.J., Sturch C.R. & Jenker H., 1990. *AJ* **99**, 2059.

- Savage B.D. & Mathis J.S., 1979. *Ann. Rev. Astron. Astroph.* **17**, 73. Annual Review Inc.
- Straizys V., 1977. *Multicolor Stellar Photometry*, Mokslas Publishers, Vilnius.
- Tapia M., 1981. *MNRAS* **197**, 949.
- Thompson G.J., Nandy K., Jamar C., Monfils A., Houzoux L., Carnochan D.J. & Wilson R., 1978. *Catalogue of Stellar Ultraviolet Fluxes*, Science Research Council.
- Tovmassian H.M., Khodjayants Yu.M., Krmoyan M.M., Kashin A.L., Zakharian A.Z., Hovhannessian R.Kh., Mkrtchian M.A., Tovmassian G.H., Huguenin D., Bootov V.V., Romanenko, Yu.V., Laveikin A.I. & Alexandrov A.P., 1988. *Pis'ma v AZh*, **14**, 291. *Sov. Astron. Lett.* **14**, 123.
- Tovmassian H.M., Oganesyanyan R.A., Epremian R.A., Huguenin D., Mkrtchian M.A., Krmoyan M.M., Kashin A.L., Bootov V.V. & Serova S.I., 1990. *Astron Zh.* **67**, 966. Traducido al inglés en: *Sov. Astron.* **34**, 487.
- Tovmassian H.M., Hovhannessian R.Kh., Epremian R.A. & Huguenin D., 1993a. *AJ* **106**, 627.
- Tovmassian H.M., Hovhannessian R.Kh., Epremian R.A. & Huguenin D., 1993b. *A&ASS* **100**, 501.
- Tovmassian H.M., Hovhannessian R.Kh., Epremian R.A. & Huguenin D., 1994. *MNRAS* **266**, 337.
- Vacca W.D. & Torres-Dodgen A.V., 1988. *AJ* **96**, 1076.
- Vacca W.D. & Torres-Dodgen A.V., 1990. *ApJS* **73**, 685.
- van der Hucht K.A., Hidayat B., Admiranto A.G., Supelli K.R. & Doom C., 1988. *A&A* **199**, 217.
- Walborn N.R., 1972. *AJ* **77**, 315.
- Walborn N.R., 1973. *AJ* **78**, 1067.
- Walborn N.R. & Panek R.J., 1984a. *ApJ* **280**, L27.
- Walborn N.R. & Panek R.J., 1984b. *ApJ* **286**, 718.
- Wesselius P.R., Duinen R.J., van Jonge A.R.W., de Aalders J.W.A., Luinge W. & Wildeman K.J., 1982. *A&AS* **49**, 427.