



Universidad de San Carlos de Guatemala
Facultad de Ingeniería
Escuela de Ciencias

Búsqueda de variabilidad en estrellas T Tauri de la región de Orión

Eduardo Adolfo Rubio Herrera

Asesorado por Dr. Armando Arellano Ferro y Msc. Edgar Aníbal Cifuentes Anleu

Guatemala, UN BUEN DIA DEL 2002

UNIVERSIDAD DE SAN CARLOS DE GUATEMALA



FACULTAD DE INGENIERÍA

BÚSQUEDA DE VARIABILIDAD EN ESTRELLAS
T TAURI DE LA REGIÓN DE ORIÓN

TRABAJO DE GRADUACIÓN PRESENTADO A JUNTA DIRECTIVA
POR LA FACULTAD DE INGENIERÍA POR

EDUARDO ADOLFO RUBIO HERRERA

ASESORADO POR DR. ARMANDO ARELLANO FERRO Y
EDGAR ANÍBAL CIFUENTES ANLEU

AL CONFERÍRSELE EL TÍTULO DE

LICENCIADO EN FÍSICA APLICADA

GUATEMALA, MAYO DE 2002

UNIVERSIDAD DE SAN CARLOS DE GUATEMALA

FACULTAD DE INGENIERÍA



NÓMINA DE JUNTA DIRECTIVA

DECANO	Ing. Sydney Alexander Samuels Milson
VOCAL I	Ing. José Francisco Gómez Rivera
VOCAL II	Ing. Carlos Humberto Pérez Rodríguez
VOCAL III	Ing. Jorge Benjamín Gutiérrez Quintana
VOCAL IV	Br. Kenneth Issur Estrada Ruiz
VOCAL V	Br. Elisa Yazminda Vides Leiva
SECRETARIO	Ing. Pedro Antonio Aguilar Polanco

TRIBUNAL QUE PRACTICÓ EL EXAMEN GENERAL PRIVADO

DECANO	Ing. Sydney Alexander Samuels Milson
EXAMINADOR	Lic. César Antonio Izquierdo Merlo
EXAMINADOR	Lic. Ricardo Contreras Folgar
EXAMINADOR	Lic. Erik Hernández García
SECRETARIO	Ing. Pedro Antonio Aguilar Polanco

AGRADECIMIENTOS

Este trabajo no habría sido posible sin la colaboración de algunas personas y sin el soporte de algunas instituciones. Empezando por las personas, quiero por este medio agradecer al Dr. A. Arellano Ferro del Instituto de Astronomía de la UNAM, la asesoría brindada para realizar esta tesis de licenciatura, sus enseñanzas así como sus innumerables críticas, comentarios y sugerencias fueron indispensables para llevar esta empresa a feliz término. Deseo agradecer también al Lic. E. Cifuentes Anleu por su apoyo en este proyecto y en las diversas fases por las que pasó.

Al astrónomo J.M. Alcalá, del Osservatorio Astronomico di Capodimonte en Italia, la ayuda prestada en la realización de algunos diagramas así como sus comentarios y sugerencias.

Asimismo, agradezco la colaboración de la astrónoma M. G. Fernández del Instituto de Astrofísica de Andalucía, España.

Quiero externar también un agradecimiento para las instituciones que materializaron de una forma u otra este trabajo.

El Instituto de Astronomía de la UNAM, en México D.F., institución que me albergó durante algún tiempo y donde aprendí muchas cosas nuevas.

A la “International Astronomy Union”(IAU), quienes me apoyaron financieramente a través del programa “Teaching for Astronomy Development” (TAD) y al presidente de dicho programa, el profesor Donat G. Wentzel.

Al Consejo Nacional de Ciencia y Tecnología de Guatemala, CONCYT por su apoyo económico a través del proyecto 0288/22/1301.

Finalmente, deseo agregar que este proyecto ha hecho uso de la base de datos astronómicos SIMBAD, de Strasburgo, Francia y del servicio de mapas celestes del archivo de datos DSS del Observatorio Europeo del Sur (ESO), en Garching, Alemania.

ÍNDICE GENERAL

ÍNDICE DE ILUSTRACIONES	XIII
LISTA DE SÍMBOLOS	XVII
GLOSARIO	XXI
OBJETIVOS	XXVII
RESUMEN	XXIX
INTRODUCCIÓN	XXXI
1 ANTECEDENTES	1
1.1 Contexto histórico: T Tauri, la primera de muchas	1
1.2 Astronomía en rayos X desde el espacio: del satélite UHURU al ROSAT	6
1.3 Estado evolutivo de las estrellas T Tauri	10
1.3.1 Diagrama H-R	10
1.3.2 Formación estelar	15
1.3.3 El litio como indicador de juventud en las estrellas TTLD	18
1.3.4 Origen de las emisiones en rayos X	21
1.4 Perfil actual de las estrellas T Tauri	25
1.5 Variabilidad	28
1.5.1 Variables pulsantes	30

1.5.2	Variables eruptivas	31
1.5.3	Variables eclipsantes	31
2	LA MUESTRA	35
3	OBSERVACIONES	45
4	REDUCCIONES	53
4.1	Correcciones por BIAS y FLATS	54
4.2	Parámetros de la imagen	60
4.3	Generación de archivos de coordenadas	65
4.4	Fotometría CCD	67
4.5	Cálculo del día juliano	75
4.6	Fotometría diferencial y ordenamiento de datos	79
5	DETECCION DE VARIABILIDAD	83
6	PERIODICIDAD DE LAS ESTRELLAS VARIABLES	91
6.1	Curvas de luz	91
6.2	Determinación del período	92
7	CALIBRACIÓN DEL SISTEMA ESTÁNDAR Y DETERMINACIÓN DE PARÁMETROS FÍSICOS	105
7.1	Extinción atmosférica	106
7.2	Transformación al sistema estándar	108
7.3	Diagrama H-R y parámetros físicos	111
	CONCLUSIONES	121
	RECOMENDACIONES	123

ÍNDICE DE ILUSTRACIONES

FIGURAS

1	Satélite <i>UHURU</i>	6
2	Satélite <i>EINSTEIN</i>	7
3	Imagen en rayos X de M 45	8
4	Satélite <i>ROSAT</i>	9
5	Mapa del <i>RASS</i>	9
6	Diagrama Hertzsprung Russell	12
7	Diagrama H-R de las estrellas más brillantes	13
8	Trayectorias de Hayashi	17
9	Localización de las emisiones de Rayos X	24
10	Espectros de algunas TTLD de Orión	27
11	Las estrellas variables en el diagrama H-R	29
12	Curvas de luz de algunas estrellas T Tauri	33
13	Mapas de identificación	38
14	Esquema de un telescopio Ritchey-Chrétien	46
15	Curva de EC de los tres detectores CCD de SPM	47
16	La superficie de un BIAS	55
17	Superficie de un campo FLAT	56
18	Perfil radial de RXJ0544.6-0121	61

19	Superficie gaussiana de RXJ0544.6-0121	62
20	Perfil radial de una estrella tenue	63
21	Superficie de estrella difusa	63
22	<i>Annulus</i> y <i>dannulus</i>	71
23	Curva de luz para RXJ0532.4+0131b	84
24	Curvas de luz para las estrellas de comparación (2) y (3)	85
25	Sigmas de comparación (2)	87
26	σ vs. Período	94
27	Curvas de luz	96
28	Diagrama H-R de la muestra.	116
29	Diagrama H-R de la muestra.	117

TABLAS

I	Principales propiedades de las variables pulsantes.	31
II	Principales propiedades de las variables eruptivas.	32
III	Estrellas TTLD estudiadas en la RFS de Orión	37
IV	Observaciones de estrellas TTLD en Orión	50
V	Datos que conforman el encabezado de una imagen	51
VI	Ejemplo de un archivo “IfV”	64
VII	Archivo de coordenadas de una imagen	65
VIII	Archivo “.fit0” de una imagen	73
IX	El programa PSF	74
X	Ejemplo de archivo “.jd”	78
XI	Lista de entrada para el programa “jd.for”.	78
XII	Correcciones de fechas julianas	80

XIII	Ejemplo de archivo de resultados	81
XIV	Resultados	89
XV	Períodos, efemérides y amplitudes	104
XVI	Coeficientes de extinción para filtros V y R, tomados de la curva de extinción para SPM.	108
XVII	Estrellas estándar utilizadas	109
XVIII	Coeficientes de transformación A y B	110
XIX	Parámetros físicos de objetos T Tauri seleccionados.	115

LISTA DE SÍMBOLOS

Símbolo	Significado
AU	Unidad Astronómica
RXJ	Fuente de rayos X, con coordenadas 2000
h	horas
m, ' 	minutos
s	segundos
°	grados
$\alpha(2000)$	ascensión recta para el año 2000
$\delta(2000)$	declinación para el año 2000
P	estrella problema
$f/$	relación focal
λ	longitud de onda
<i>EC</i>	eficiencia cuántica
γ	fotón
<i>m</i>	magnitud
<i>l</i>	luminosidad
<i>JD</i>	fecha juliana
<i>TU</i>	tiempo universal
ID	identificación
F	filtro

N	número índice
IRAF	<i>Image Resolution Analysis Facility</i>
M_{\odot}	Masa Solar
M	Masa
z	ángulo cenital
K	coeficiente de extinción
X	masa de aire
ϕ	latitud geográfica
HA	ángulo horario
V	magnitud visual estándar
M_V	magnitud visual absoluta
d	distancia
pc	parsec
A_V	absorción interestelar
$V - M_V$	módulo de distancia
$(V - M_V)_0$	módulo de la distancia verdadera
M_{bol}	magnitud bolométrica
BC	corrección bolométrica
$M_{bol(\odot)}$	magnitud bolométrica del Sol
$M_{bol(\star)}$	magnitud bolométrica de una estrella
L_{\odot}	luminosidad del Sol
L_{\star}	luminosidad de una estrella
L_{\star}/L_{\odot}	luminosidad absoluta
T_{eff}	temperatura efectiva
PSP	pre-secuencia principal
RFE	regiones de formación estelar

TTLD	T Tauri de líneas débiles
TTC	T Tauri clásicas
RASS	<i>Rosat all-sky survey</i>
CCD	<i>Charged-Coupled Device</i>
MPIA	<i>Max Planck Institute of Astrophysics</i>

GLOSARIO

Ascensión recta	Una de las coordenadas celestes que mide la distancia angular a lo largo del ecuador celeste, desde el punto vernal hasta la intersección del círculo horario que pasa sobre el objeto; se mide en horas minutos y segundos.
Asociaciones OB	Grupos de estrellas de la secuencia principal, muy luminosas y masivas.
Asociaciones T	Grupos de alrededor de 300 estrellas T Tauri ubicados en los brazos de la galaxia, usualmente, se asocian a regiones de formación estelar.
Bias	Imagen del <i>ruido</i> térmico producido por el detector CCD.
<i>Bremsstrahlung</i>	Radiación electromagnética generada por la rápida deceleración de electrones en la vecindad de un átomo o de un ión.

Convección	Proceso de transferencia de calor en el cual la energía es transportada de una región caliente a otra más fría por medio de un flujo de materia
Cúmulo abierto	Conjunto de estrellas del mismo tipo espectral que se ubican en los brazos de las galaxias.
Curva de luz	Diagrama de luminosidad contra tiempo.
Día juliano	Sistema de calendario en el que a cada día del año se le asigna un número particular empezando en la fecha 1-1-4713 A.C.
Declinación	Distancia angular de un objeto entre el ecuador celeste (desde 0° hasta 90°) y el polo norte (positiva) o sur (negativa).
Eficiencia cuántica	Razón entre los fotones detectados y los fotones que inciden en un detector CCD para una longitud de onda dada.
Extinción atmosférica	Disminución del brillo de un objeto celeste debido a la absorción atmosférica terrestre.
Extinción interestelar	Disminución del brillo de un objeto celeste debido a la absorción del medio interestelar.

Filtro	Dispositivo adaptado a la óptica de un detector que permite el paso de determinadas longitudes de onda.
Flat	Imagen del <i>ruido</i> producido por las diferencias de sensibilidad de los pixeles de un detector CCD.
FWHM	<i>Full Width Half Maximum</i> , Ancho a la mitad de la altura.
Isócrona	Líneas del diagrama H-R donde se localizan estrellas de una misma edad.
Luminosidad absoluta	Relación entre la luminosidad de una estrella y la luminosidad del Sol.
Magnitud bolométrica	Brillo de una estrella en todas las longitudes de onda.
Magnitud estándar	Brillo de una estrella dado en un sistema homogéneo de magnitudes adoptado por la comunidad astronómica.
Magnitud visual	Brillo de un objeto percibido por el ojo humano.
Masa de aire	Espesor de la atmósfera terrestre que depende de la altura del objeto en el cielo.

Nebulosa	Objeto galáctico difuso constituido principalmente de hidrógeno y trazas de otros elementos.
Parsec	Unidad utilizada en astronomía para medir distancias basada en el paralaje de las estrellas, equivale a 3.26 años luz.
Pixel	Abreviatura en inglés de elemento fotográfico (<i>picture element</i>), es el elemento más pequeño de una imagen digital producida por un CCD.
Pre-secuencia principal	Región del diagrama H-R donde se encuentran los objetos en los que aún no se dan reacciones nucleares.
Regiones de formación estelar	Regiones nebulosas de grandes dimensiones ubicadas dentro de la galaxia, donde existen grandes cantidades de hidrógeno y toma lugar el nacimiento de estrellas.
Rosat all-sky survey	Mapa de fuentes de rayos X hecho por el satélite <i>RO-SAT</i> .
Secuencia principal	Región del diagrama H-R donde se llevan a cabo reacciones nucleares en el interior de las estrellas.

Sistema estándar	Sistema de transformaciones de magnitudes que permite transformar del sistema instrumental a un sistema homogéneo que no depende de los instrumentos.
Tiempo universal	Hora que corresponde al meridiano 0, es decir al horario del observatorio de Greenwich, Inglaterra.
Temperatura efectiva	Es la mejor estimación de la temperatura de la superficie de la estrella, considerando a ésta como un cuerpo negro.
Trayectoria de Hayashi	Línea casi vertical que describen las estrellas en el diagrama H-R cuando se contraen hacia la secuencia principal.
Trazas evolutivas	Líneas que describen la evolución de las estrellas en el diagrama H-R.
Unidad astronómica	Unidad de distancia empleada en astronomía equivalente a la distancia media de la tierra al sol, es decir, 150 millones de Km.

OBJETIVOS

● General

Determinar y caracterizar fenómenos de variabilidad en estrellas T Tauri de líneas débiles de la región de formación estelar de Orión.

● Específicos

1. Identificar variabilidad en la muestra de estrellas T Tauri de líneas débiles.
2. Identificar los períodos de variabilidad y su posible causa en estrellas T Tauri de líneas débiles.
3. Resumir las estrellas variables encontradas diferentes a las T Tauri de líneas débiles.
4. Identificar la clase de estrella variable que es, así como su período de variación.

RESUMEN

A continuación, se presentan los resultados de un estudio realizado en una muestra de 36 estrellas T Tauri, descubiertas por el satélite *ROSAT* en la región de formación estelar de Orión.

La finalidad del estudio es buscar variabilidad en la muestra de estrellas T Tauri. Para detectar la variabilidad, se tomaron imágenes estelares de cada estrella de la muestra en dos temporadas de observación, realizadas en el Observatorio Astronómico ubicado en San Pedro Mártir, Baja California.

Las imágenes se redujeron utilizando las rutinas del paquete IRAF. Luego se les aplicó fotometría PSF, con el fin de determinar la magnitud instrumental de cada estrella. La variabilidad se detectó por medio de una técnica llamada fotometría diferencial que consiste en comparar la magnitud instrumental de la estrella de interés, con la magnitud instrumental de una estrella vecina o de comparación, dentro del mismo campo estelar; el error que conllevan estas técnicas, se estima en 0.035 magnitud.

Mediante este procedimiento se han encontrado 19 estrellas variables dentro de la muestra, de las que 17 son estrellas T Tauri y 2 son estrellas de comparación, estas últimas utilizadas para hacer la fotometría diferencial.

A las estrellas variables se les determinó el período de variabilidad, encontrándose períodos que van desde 1.21 hasta 9.4 días con amplitudes de luminosidad que oscilan

entre 0.05 y 0.20 magnitudes.

Finalmente, se hicieron las transformaciones al sistema estándar para las estrellas de la muestra y con ellos, se calcularon los parámetros físicos más importantes.

Lamentablemente, cuando se hicieron las observaciones, no se contaba con noches de calidad fotométrica, por lo que la determinación de los parámetros físicos se hizo a partir de datos tomados de la literatura existente. Se encontró que las estrellas de la muestra son estrellas jóvenes, con edades que varían, aproximadamente y dependiendo de los modelos, desde 0.5×10^6 hasta 20×10^6 años. Asimismo, son estrellas cuyas masas varían entre 2.0 y $0.6 M_{\odot}$.

INTRODUCCIÓN

Las estrellas T Tauri son estrellas poco masivas ($M \leq 3M_{\odot}$) en las que no se llevan a cabo reacciones nucleares, es decir son objetos de pre-secuencia principal. Emiten rayos X, y en su espectro se les identifica por la línea de Li $6707 \lambda \text{ \AA}$ lo que las delata como objetos extremadamente jóvenes. En los últimos años, gracias al empleo de satélites como el *ROSAT*, se ha encontrado una gran cantidad de estrellas T Tauri asociadas a regiones de formación estelar. Por otro lado, en base a observaciones realizadas en varios observatorios alrededor del mundo, se les puede clasificar en dos clases: las llamadas T Tauri clásicas y las T Tauri de líneas débiles. De acuerdo con los modelos de formación estelar que existen, ambos tipos de estrellas se asocian a diferentes estados evolutivos de dichas estrellas.

El primer tipo, las T Tauri clásicas, están asociados a estrellas muy jóvenes rodeadas de material circunestelar; por otro lado, las estrellas T Tauri de líneas débiles, son estrellas que, de acuerdo con las observaciones, no presentan material circunestelar en la gran mayoría de casos. Esto se asocia a una etapa posterior a la estrella T Tauri clásica y tiene que ver con una intensa actividad en la estrella misma.

La desaparición del material circunestelar se debe a que la estrella entra en un período de intensa actividad en donde se generan vientos estelares bastante fuertes que podrían, eventualmente, arrancar las atmósferas de planetas interiores. Esto podría explicar porqué el planeta Mercurio, en el Sistema Solar, no posee atmósfera.

Los modelos que se tienen de estas etapas de las estrellas T Tauri predicen, que como consecuencia de esta actividad que se genera en dichas estrellas, se producirán variaciones en la luminosidad de las estrellas. Al caracterizar por medio de curvas de luz estas variaciones de luminosidad se pueden aportar datos experimentales que pueden ayudar a comprobar los modelos de los astrofísicos y astrónomos acerca de la evolución estelar y, eventualmente, se podría comprobar cómo fue el pasado del Sol.

En la primera parte de este trabajo de graduación, se dan los antecedentes de las estrellas T Tauri, y en el resto del trabajo se describe el proceso seguido para determinar la variabilidad de las estrellas de la muestra con que se trabajó.

En el primer capítulo se presenta un breve contexto histórico, donde se brinda un resumen del descubrimiento de objetos de este tipo en diferentes regiones del cielo, y el cómo, a lo largo de los años, los astrónomos han ido descubriendo nuevas características y propiedades de estos singulares objetos, tales como su asociación a nubes moleculares y el hecho que sean fuentes de rayos X entre otros.

Otro aspecto tratado en el primer capítulo, es una breve descripción de los observatorios espaciales que se han construido con la finalidad de estudiar las diferentes fuentes de rayos X, en especial son de interés las observaciones hechas por el satélite *ROSAT*, que produjeron un catálogo llamado RASS, el “*ROSAT* all-sky survey”, donde se enlistan alrededor de 150,000 fuentes de rayos X, entre las que se encuentran una gran cantidad de estrellas T Tauri.

Dentro de los antecedentes se brinda también una descripción del estado evolutivo de las estrellas T Tauri, explicándose brevemente aspectos como la formación y evolución de objetos jóvenes en el espacio. También se presenta una sección donde se explican las

clasificaciones y características que han sido descubiertas recientemente en dichos objetos dando un perfil actual que dará los elementos para discutir sobre la variabilidad de las estrellas T Tauri al final del mismo.

Cuando se habla de la muestra, se describen las características de las estrellas de la muestra y se mencionan los criterios con que fueron escogidas; de igual forma, se muestran los mapas de localización, tanto de las estrellas del programa como de las estrellas utilizadas como comparación.

En el capítulo de las observaciones, se describen los instrumentos con los que se tomaron las imágenes, cómo se realizaron las observaciones y se brinda un inventario de las mismas. Asimismo, se describe la estrategia seguida durante las observaciones.

Una vez se han descrito las observaciones, se refiere el proceso que se siguió para reducir los datos. En esta parte del trabajo se explica brevemente el uso de algunas subrutinas del paquete de reducciones IRAF. Se describen las correcciones por BIAS y FLAT de las imágenes, así como los pasos que se siguen para preparar los datos para realizar la fotometría, describiéndose el proceso con gran detalle. También se explica el porqué se utilizan el sistema de días julianos en los procedimientos seguidos para trabajar con grandes cantidades de archivos. Finalmente, se describe el procedimiento con el que se realizó la fotometría diferencial.

Cuando ya se han reducido los datos, es posible establecer la variabilidad de las estrellas del proyecto, esto se describe en el capítulo llamado Detección de variabilidad. Aquí, mediante el análisis de las curvas de luz producidas, fue posible establecer el comportamiento de los objetos de la muestra; una vez se tienen detectadas las variables se procede a determinar el período de las mismas; junto con el período se determina también la amplitud de las variaciones de luminosidad.

Finalmente, se han querido determinar los parámetros físicos de las estrellas T Tauri de la muestra. Todo el proceso de corrección por extinción atmosférica y las transformaciones al sistema estándar se describen en el Capítulo 7. Lamentablemente, cuando se hicieron las observaciones no se contaba con noches de calidad fotométrica por lo que no es posible hacer una transformación al sistema estándar aceptable. Se hizo la fotometría diferencial a pesar de que las noches no eran de buena calidad, puesto que todas las estrellas que quedan dentro de una misma imagen están sujetas a las mismas condiciones atmosféricas por lo que sus magnitudes están afectadas de la misma manera. Por lo anterior, todo el proceso de transformación al sistema estándar se hizo como un ejercicio, y para la determinación de los parámetros físicos se recurrió a los valores de magnitudes disponibles para los objetos de la muestra en la literatura, para la determinación de la masa y de la edad de las estrellas se recurrió a modelos de trazas evolutivas y de isócronas dados en los diagramas Hertzsprung-Russell.

1. ANTECEDENTES

1.1 Contexto histórico: T Tauri, la primera de muchas

Las estrellas T Tauri son llamadas así debido a que la primera estrella observada de este tipo fué la estrella T de la constelacion del Toro.

La nomenclatura T proviene del catálogo de estrellas variables confeccionado hacia el año 1850 por el astrónomo alemán Argelander (1799 - 1875). Argelander introdujo una de las primeras nomenclaturas para designar estrellas variables. Ésta consistía en nombrar a la variable recién descubierta con una letra mayúscula, de la R a la Z según fuera el orden de descubrimiento. A continuación de la letra, seguía el nombre en genitivo de la constelación donde se hizo el descubrimiento; i.e. si el objeto se encuentra en la constelación de la Cruz del Sur, entonces las primeras variables descubiertas se llaman R Cruxis (para la primera), S Cruxis (para la segunda), T Cruxis (para la tercera) y así sucesivamente. Entonces T Tauri, fue casualmente la tercera estrella variable descubierta en la constelación de Tauro.

La estrella T Tauri fue descubierta en octubre de 1852 por el astrónomo John Russell Hind cuando realizaba una observación en la región de Tauro. Hind reportó que la estrella que observaba no aparecía en los mapas. Cerca de donde se encontró este objeto, se encontró una nebulosa, llamada la nebulosa de Hind, la cual fue catalogada por Jean Louis Emil Dreyer en su “New General Catalog” (Nuevo Catálogo General), en 1888 como NGC 1555.

Es una nebulosa de reflexión que está iluminada por la estrella T Tauri. Como resultado de la variación en el brillo de la estrella T Tauri la nebulosa también presenta variaciones de brillo. Esta nebulosa fue observada de nuevo entre 1852 y 1861, pero para ese tiempo el brillo de la estrella comenzó a disminuir. Hacia mediados de la década de 1860, solamente con los telescopios más grandes era posible observar las tenues trazas de la nebulosa y de la estrella.

En 1868, tanto el objeto T Tauri como la nebulosa, habían desaparecido completamente. Esta nebulosa no fue observada de nuevo hasta 1890 por E.E. Barnard S.W. Burnham. Éste último encontró que el objeto estaba situado dentro de una pequeña nebulosa de unos 4" de arco. Esto no había sido observado antes dado que los instrumentos no permitían obtener imágenes de buena calidad.

De nuevo la estrella y la nebulosa desaparecieron y en 1899 el conjunto era observable únicamente a través de placas fotográficas de larga exposición. Hacia 1920 se hizo visible gradualmente. En los años 30 aumentó su brillo y desde entonces ha sido observada de forma continua por los astrónomos.

Ya en los años 40 el astrónomo Alfred H. Joy realizó un estudio de estrellas similares ubicadas en la región Tauro-Auriga. Observó un número de estrellas que poseen tipos espectrales tardíos (G, K y M), que presentaban variaciones en su brillo y que están asociadas a nebulosas oscuras o brillantes. Estos objetos presentaron características semejantes a la estrella T Tauri, por lo que se les llamó objetos tipo T Tauri (Joy, 1945).

Viktor A. Ambarstumian en 1947 encontró que las estrellas T Tauri se presentan en grupos, los cuales más tarde fueron llamados asociaciones T, llamadas así debido a la gran cantidad de estrellas T Tauri que contienen. Una asociación estelar es una agrupación de

estrellas de tipo espectral similar, usualmente son estrellas jóvenes y se encuentran en la misma región del cielo. Al estudiar el movimiento propio de las estrellas se ha confirmado que las estrellas en asociación se encuentran más o menos a la misma distancia, muy cerca entre sí y están asociadas gravitacionalmente.

Ambarstumian también reportó conexiones entre las asociaciones T y otras asociaciones estelares llamadas asociaciones OB cercanas y en algunos casos cúmulos abiertos, formados también por estrellas jóvenes.

También postuló que las estrellas T Tauri son la contraparte menos masiva de las recién formadas estrellas del tipo OB. Las asociaciones OB son llamadas así debido a que poseen numerosas estrellas del tipo espectral O y B de secuencia principal esto es, estrellas muy jóvenes y muy masivas, con masas mayores a 15 veces la masa del Sol.

Desde el punto de vista observacional y de acuerdo a la definición de Herbig (1962) las estrellas TTC deben de presentar las siguientes características:

- (a) Líneas de Balmer, en emisión para el Hidrógeno, Ca II H y K.
- (b) Líneas de emisión de Fe I $\lambda 4063 \text{ \AA}$ y de Fe I $\lambda 4132 \text{ \AA}$, esta última es a menudo observada.
- (c) Líneas de emisión en O I, S II (observadas en muchas TTC).
- (d) La línea de absorción Li I $\lambda 6707 \text{ \AA}$ es particularmente intensa.

Durante mucho tiempo se cuestionó si las estrellas T Tauri eran estrellas jóvenes o estrellas más viejas; así como si se les debía clasificar como objetos de la secuencia principal. Haciendo estudios de velocidades radiales de 50 estrellas T Tauri, Herbig (1977) encontró que había consistencia entre las velocidades radiales y las velocidades asociadas a la nube molecular donde se encontraban. Esto demostró una conexión física entre las nubes moleculares y las estrellas T Tauri observadas. Por otro lado, Herbig y Jones (1979)

confirmaron este resultado estudiando el movimiento propio de esa muestra de estrellas.

Haciendo estudios de las poblaciones estelares en la regiones de Orión, Tauro y Auriga, Glasby (1974) encontró y clasificó varios tipos de variables asociadas a nebulosas, utilizando técnicas de fotometría. Entre los objetos que encontró se pueden listar estrellas T Tauri, RW Aurigæ y las variables tipo T Orionis.

Ya en años más recientes, Herbig y Bell (1988) realizaron un mapeo de la población estelar en la constelación de Orión utilizando espectroscopía. La clasificación de los objetos de este catálogo está basada en las líneas de emisión de las estrellas. Contiene alrededor de 700 objetos de pre-secuencia principal muchos de los cuales son estrellas T Tauri. Utilizando espectroscopía es más fácil tener un criterio para clasificar estrellas como objetos T Tauri, ya que únicamente se debe de verificar si el objeto candidato reúne los rasgos espectrales característicos de estos objetos.

Cuando se observan estrellas en la región del espectro que corresponde al visible, las nebulosidades que suelen rodear a estos objetos impiden verlos con claridad. A esto se le llama extinción. Un ejemplo de extinción interestelar muy alta lo constituye la nube oscura ρ Ophiuchi, detrás de la cual se han descubierto decenas de protoestrellas en contracción y estrellas T Tauri (Wilking et. al. 1989)]. En el rango visible del espectro electromagnético se observan alrededor de 12 estrellas T Tauri en la periferia de la nube, donde la extinción de la luz debida a la nebulosa es baja. Por otro lado, en el infrarrojo cercano, las observaciones han revelado la presencia de más de 70 estrellas T Tauri localizadas hacia la región central de la nebulosa. A partir de observaciones hechas con el satélite *EINSTEIN*, utilizando rayos X, se descubrió una población enorme de estrellas de pre-secuencia principal en la periferia de la nebulosa.

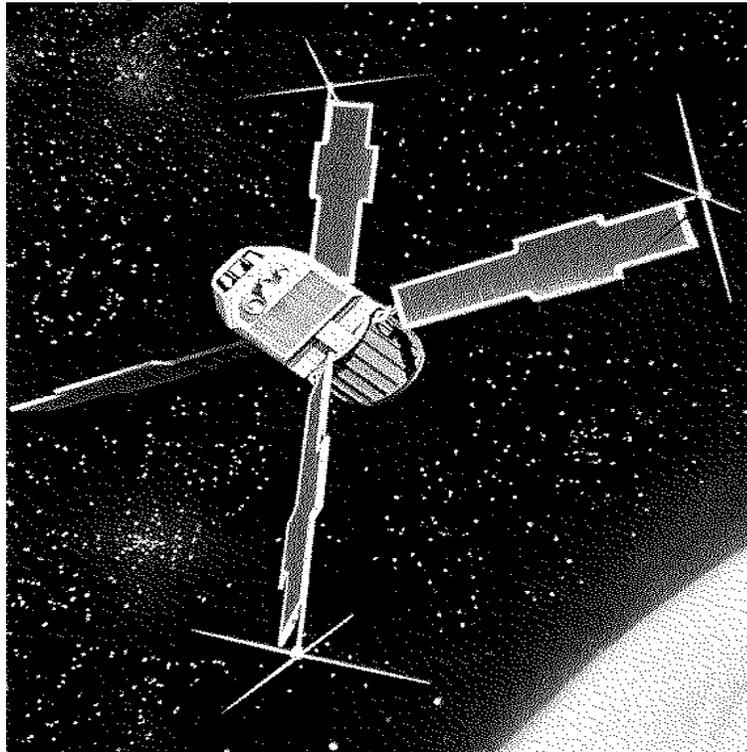
Expuesto lo anterior, se tiene una idea de lo difícil de observar que es esta singular

clase de estrellas en el rango visible del espectro electromagnético y es por eso que los astrónomos se valen de observaciones en otras longitudes de onda para detectar y estudiar estrellas detrás del polvo interestelar.

1.2 Astronomía en rayos X desde el espacio: del satélite UHURU al ROSAT

En 1963 se lanzó desde Kenya el satélite *UHURU*¹, el cual tuvo como objetivo hacer una base de datos primaria de las fuentes de rayos X que existen en el espacio. Para ese entonces solamente se conocían dos fuentes, Sco X-1, una estrella binaria que se encuentra en la constelación de Scorpio; y la emisión de rayos X que proviene del remanente de la supernova en la Nebulosa del Cangrejo en Tauro.

Figura 1. Dibujo que representa al satélite *UHURU*



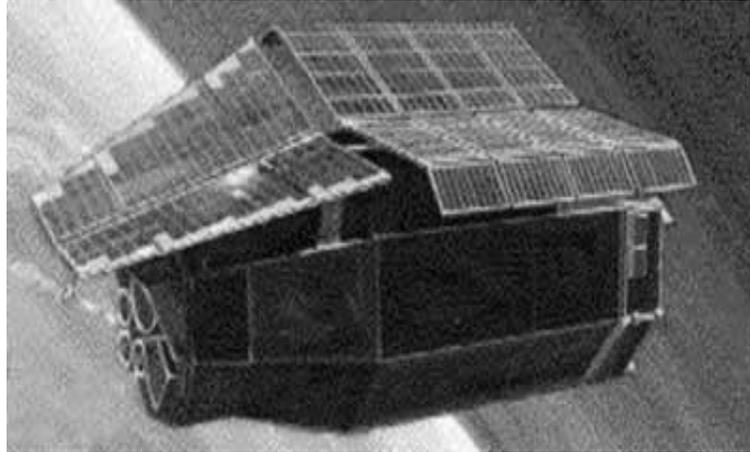
Fuente: NASA.

Este satélite aportó valiosa información acerca de las fuentes de rayos X en remanentes de supernovas, estrellas binarias, galaxias y cúmulos de galaxias. Sin embargo,

¹La palabra *UHURU* significa libertad en Swahili, idioma nacional de Kenya, Tanzania y otros países de África

con este satélite sólo se lograron identificar fuentes de rayos X muy potentes, aunque se realizaron hallazgos importantes en nubes moleculares como la de Orión, en la que se encuentran los objetos estudiados en el presente trabajo.

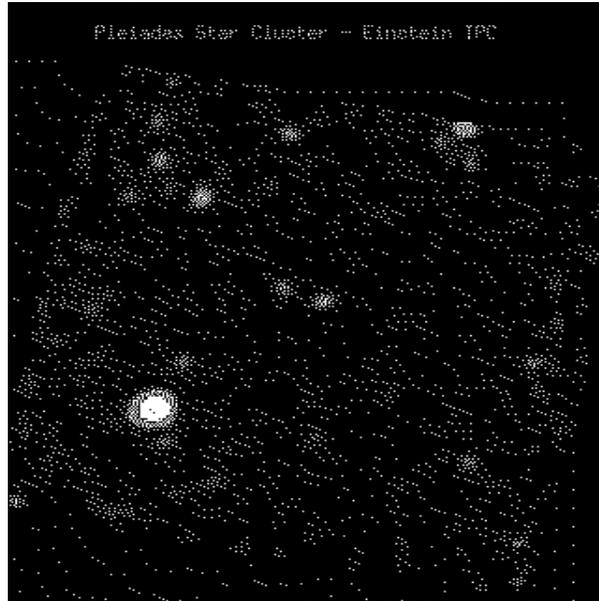
Figura 2. El satélite *EINSTEIN*



Fuente: NASA.

A finales de los años 70, se lanzó el satélite *EINSTEIN* que tuvo como principal objetivo realizar un mapeo con mayor resolución de las fuentes de rayos X que se habían descubierto en los años sesentas por el satélite *UHURU*. Este satélite fue el primero en transportar un telescopio capaz de generar imágenes en rayos X, la sensibilidad de los instrumentos que trasportaba era unas 100 veces mayor a la de las misiones previas y realizó observaciones con una resolución de decenas de minutos de arco. Ha sido una de las misiones clave en la astronomía de rayos X y su aporte científico cambió completamente el panorama que se tenía del cielo en rayos X. Entre los descubrimientos más importantes que realizó este satélite se pueden mencionar: espectroscopia y morfología de remanentes de supernovas, mapeos de fuentes de rayos X cercanas y lejanas, así como el descubrimiento de miles de fuentes desconocidas. Uno de los hallazgos más inesperados fue el de que las emisiones coronales de rayos X en las estrellas normales era más fuerte de lo que se pensaba.

Figura 3. Imagen en rayos X de M 45 en Tauro, obtenida por el satélite *EINSTEIN*

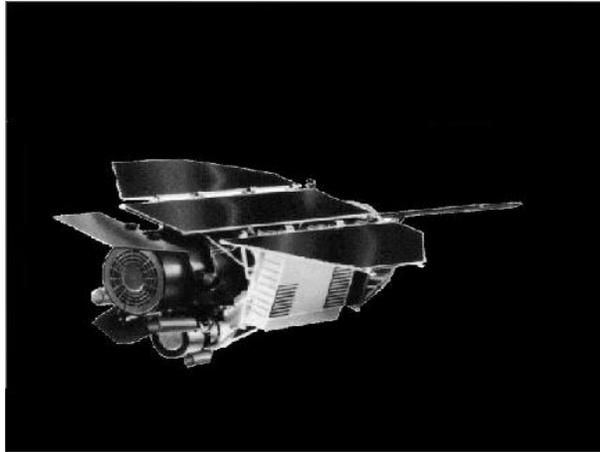


Fuente: MPIA.

En particular, es de interés resaltar las observaciones que el satélite *EINSTEIN* realizó en las regiones de formación estelar (RFE) como la del complejo molecular de Orión donde se investigó la presencia de fuentes de rayos X en el interior y en los alrededores de la gran nebulosa M 42.

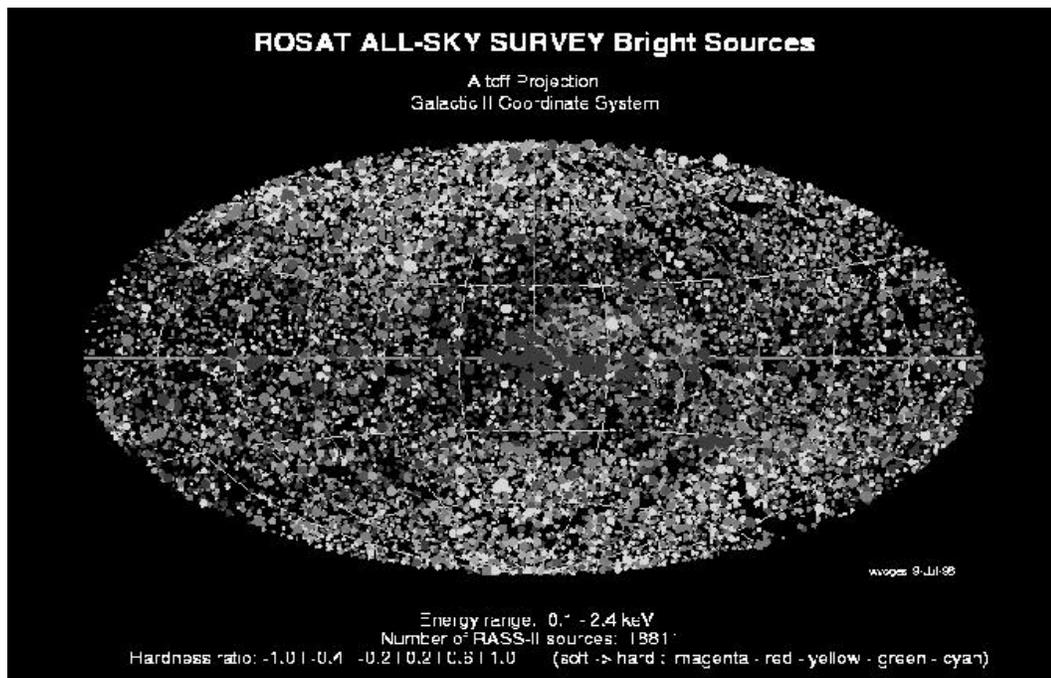
Con el fin de investigar y establecer una base de datos de todas las fuentes de rayos X del cielo, se lanzó en 1990 el satélite *ROSAT* (Röntgensatellit), producto de un programa multinacional llevado a cabo por Alemania, Estados Unidos e Inglaterra. Este satélite transportaba un detector 1000 veces más sensible que el que transportaba su predecesor *EINSTEIN*. Dentro de los resultados obtenidos, los más importantes han sido un catálogo de más de 150,000 objetos, llamado *Rosat All Sky Survey*, *RASS*. Es de este catálogo de donde se ha obtenido la muestra de estrellas estudiadas en la presente investigación.

Figura 4. El satélite *ROSAT*



Fuente: MPIA.

Figura 5. Mapa de las fuentes de rayos X *RASS* localizadas en la galaxia, realizado por el satélite *ROSAT*



Fuente: MPIA.

1.3 Estado evolutivo de las estrellas T Tauri

1.3.1 Diagrama H-R

Un diagrama H-R es un plano luminosidad-temperatura donde en el eje horizontal suele graficarse la temperatura o algún otro parámetro asociado a la temperatura, como el tipo espectral o el color de la estrella y en el eje vertical la luminosidad o alguna medida equivalente como la magnitud absoluta o aparente. Este diagrama fue propuesto y utilizado de forma independiente por el astrónomo danés Ejnar Hertzsprung y el astrónomo estadounidense Henry Norris Russell, en 1911 y 1913 respectivamente.

Cuando se determinan de alguna manera la temperatura y la luminosidad de una estrella, ésta puede graficarse sobre el diagrama H-R. Al localizar en el diagrama H-R una muestra de estrellas cualquiera, por ejemplo de un cúmulo estelar o de las estrellas más brillantes en el cielo, las estrellas no quedarán igualmente distribuidas en el diagrama, sino que se notará una banda diagonal como la mostrada en la figura número 6, llamada secuencia principal.

Las estrellas evolucionan y cambian su luminosidad y su temperatura a lo largo de sus vidas, por lo tanto, describen una trayectoria en el diagrama H-R. Si se localiza una nube interestelar, ésta por su gran tamaño posee una luminosidad integrada alta y una temperatura superficial baja, por lo que se localizará en la parte superior derecha del diagrama H-R. Después del colapso gravitacional isotérmico y dependiendo de su masa, según se describirá, en la siguiente sección, la protoestrella se encontrará en la parte inferior derecha.

Durante la acumulación de masa del núcleo opaco o protoestrella, la superficie se calentará y su brillo aumentará, por lo tanto, el objeto se moverá hacia la izquierda y un poco hacia arriba en el diagrama H-R, de acuerdo con la figura 6.

Cuando la temperatura en el núcleo de la protoestrella alcanza un millón de grados Kelvin comienzan los procesos de generación de energía por fusión nuclear que convierte al hidrógeno abundante en helio, mediante las reacciones protón-protón (pp). En este momento, cuando se inician las reacciones nucleares, la estrella nace como tal y su traza alcanza la secuencia principal. La evolución posterior a la secuencia principal no será descrita en esta tesis.

Las reacciones pp ocurren en el interior de estrellas de cuyas masas son $M \leq 1.5M_{\odot}$. Este tipo de reacciones es la fuente de energía más importante para estrellas con estas masas puesto la temperatura en el interior de las estrellas $T \leq 2 \times 10^7$ K, lo permite. Por otro lado, en estrellas de la secuencia principal superior, estrellas gigantes, con masas $M \geq 1.5M_{\odot}$, las temperaturas son mayores que 2×10^7 K, y a esas temperaturas el ciclo más importante es el que involucra reacciones CNO.

A continuación, se muestran las ecuaciones de los dos ramales más probables en que pueden ocurrir las reacciones pp, el ramal ppI (91%) y el ppII (9%). Existe un tercer ramal, el ppIII, pero la probabilidad de ocurrencia de las reacciones ppIII es extremadamente bajo (≈ 0.1 %).

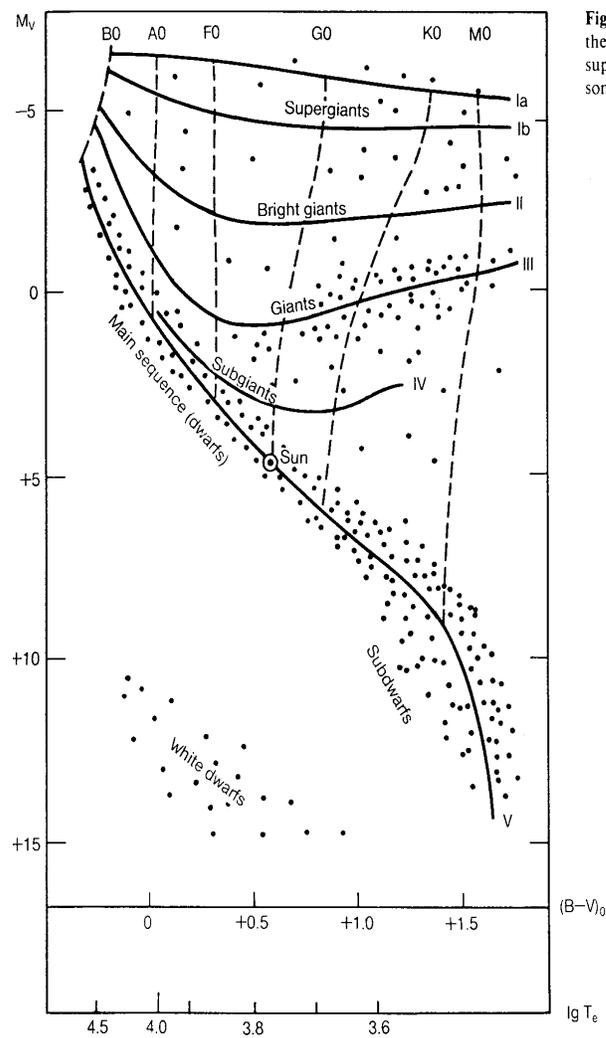
ppI:



ppII:

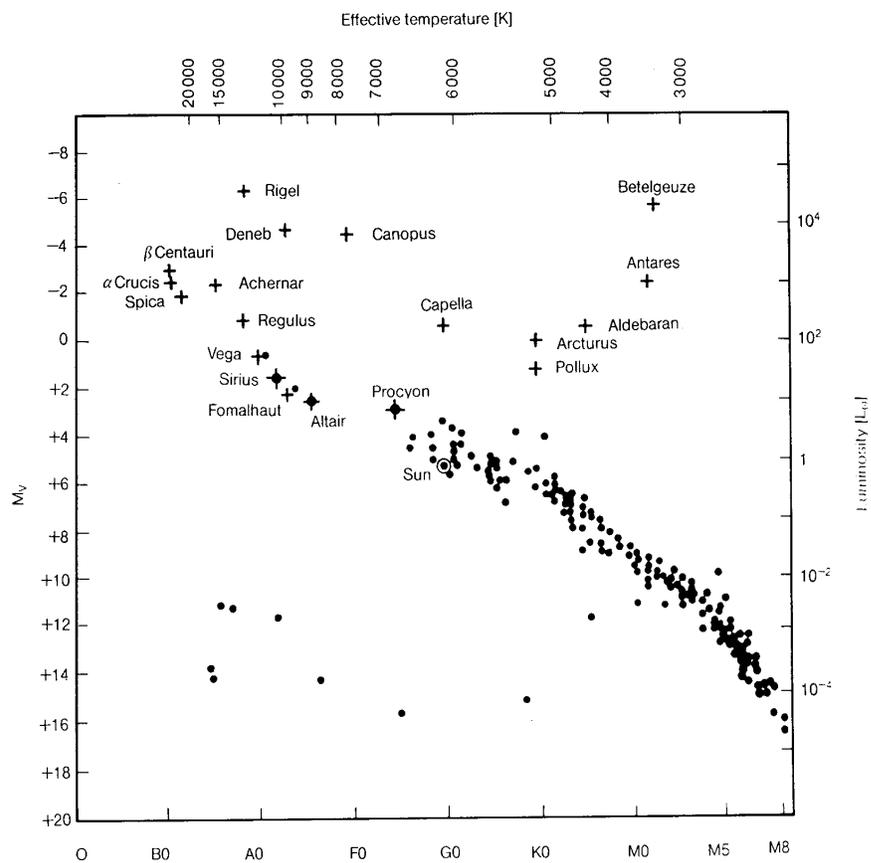


Figura 6. Diagrama H-R, nótese las diferentes ramas para diferentes tipos de estrellas, gigantes y supergigantes en la parte superior derecha las enanas en la parte inferior derecha. La diagonal que recorre el diagrama desde la esquina inferior derecha hasta la parte superior izquierda es la secuencia principal.



Fuente: Karttunen *et. al.* pp 243.

Figura 7. Localización de las estrellas más brillantes del cielo en el diagrama H-R, nótese la gran cantidad de estrellas que se ubican en la secuencia principal.



Fuente: Karttunen *et. al.* pp 224.



ppIII:



En las reacciones de la rama ppI, para cada reacción (1.3), las reacciones (1.1) y (1.2) deben ocurrir dos veces, el primer paso de la reacción ppI (Ec. 1.1) tiene una probabilidad muy baja de ocurrencia. En el Sol, el 91% de la energía es producido por esta cadena de reacciones.

En la cadena ppII, un núcleo de ${}^3\text{He}$ reacciona con un núcleo de ${}^4\text{He}$, esto produce una nueva serie de reacciones, el ramal ppII mostrado en las ecuaciones (1.4), (1.5) y (1.6) y tiene una probabilidad de ocurrencia de un 8.9%. Por otro lado, existen reacciones ppIII cuya probabilidad de ocurrencia es aún más baja $\approx 0.01\%$. Las reacciones ppIII son mostradas en las ecuaciones (1.7), (1.8), (1.9) y (1.10)

1.3.2 Formación estelar

En esta sección se describirá brevemente el proceso en el que se contrae una nube interestelar hasta formar una estrella nueva.

Existen muchas evidencias observacionales de que las estrellas se forman a partir del colapso gravitacional de nubes de material interestelar que se encuentran diseminadas principalmente en los brazos espirales de las galaxias. Durante la contracción de la nube, la energía potencial gravitacional es transformada en energía térmica del gas y ésta en

radiación. En un principio la radiación puede propagarse libremente a través del material debido a la baja densidad (alrededor de 10^9 y 10^{10} átomos por centímetro cúbico) y a la baja opacidad, es decir, no se absorbe una gran cantidad de radiación en el material de la nube.

Como la mayor parte de la energía generada gravitacionalmente es radiada fuera de la protoestrella, su temperatura no se incrementa. El gas cae libremente hacia el interior de la estrella. La estrella se contrae casi isotérmicamente y su traza evolutiva desciende verticalmente en el diagrama H-R, a esto se le denomina trayectoria de Hayashi y se ilustra en la figura 8.

Conforme se lleva a cabo el colapso, la densidad y la presión empiezan a incrementarse hacia el núcleo de la nebulosa, entonces, la opacidad de la región central aumenta. Ahora, una buena cantidad de la energía generada es transformada en calor y la temperatura se incrementa. La traza evolutiva gira a la izquierda en el diagrama H-R.

Esto conlleva también un incremento de la presión de las partículas, haciendo que éstas se resistan a la caída libre y, entonces, la contracción hacia el centro de la nube se hace más lenta. Por otro lado, el material ubicado en las partes externas continúa su caída libre hacia el centro.

A estas alturas del proceso, la nube puede considerarse ya una “protoestrella” compuesta principalmente de hidrógeno molecular pero con algunas cantidades de helio y de litio. Cuando la temperatura alcanza unos 1800 K, las moléculas de hidrógeno empiezan a disociarse en átomos. Esta disociación consume energía por lo que la temperatura y la presión del objeto aumentan rápidamente, lo que produce que la tasa de contracción aumente. El mismo proceso se repite, primero cuando el hidrógeno se ioniza, hecho que ocurre a unos 10^4 K, y luego cuando se ioniza el helio. Cuando el gas alcanza los 10^5 K,

está totalmente ionizado.

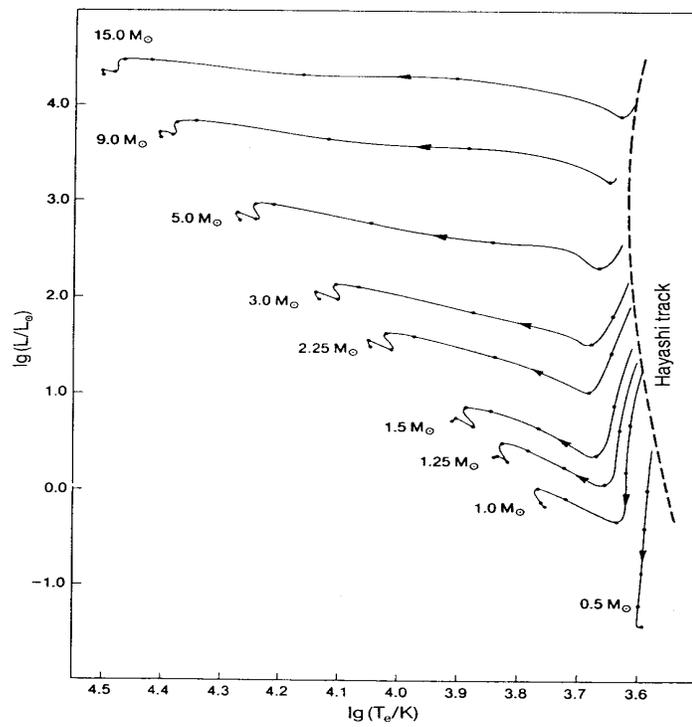
La contracción de la protoestrella se detendrá cuando la presión del gas se iguale con la presión ejercida por la contracción gravitacional. En este punto, la protoestrella se encontrará en equilibrio hidrostático.

El colapso gravitacional hace que la nube como un todo sea menos luminosa, porque va siendo más pequeña y porque el colapso es básicamente isotérmico. Por lo tanto, la traza de las nubes en contracción es vertical en el diagrama H-R. Las trayectorias de Hayashi permiten localizar estrellas completamente convectivas en el diagrama H-R. Las estrellas a la derecha de la trayectoria de Hayashi no existen pues no estarían en equilibrio hidrostático y colapsarían. Dichas trayectorias se muestran en la figura 8 para estrellas de diferentes masas.

Dependiendo de la masa de la protoestrella, el colapso gravitacional puede prolongarse más o menos. Para estrellas muy masivas la opacidad de la nube aumenta más rápidamente y es suficientemente opaca para retener la energía generada gravitacionalmente. Esto produce un incremento en la temperatura por lo que la traza girará hacia la izquierda en el diagrama H-R. Para estrellas menos masivas, la contracción de Hayashi es más prolongada antes de que haya calentamiento y que la traza gire hacia la izquierda, por lo que las estrellas menos masivas se localizan en la parte baja de la secuencia principal y las más masivas en la parte superior.

A partir de aquí, la protoestrella entrará a una fase donde los procesos son mucho más lentos. La nube original podría tener al principio del proceso, un radio de unas 100 UA y después de haberse contraído puede tener alrededor de 1/4 UA y queda rodeada de una nube de gas de la que continúa acumulando material lentamente. Estos objetos jóvenes son conocidos como YSO's (*Young stellar objects*) y parecen evolucionar hacia objetos con nubes circunestelares de baja densidad y que han desarrollado discos de acreción

Figura 8. Trayectorias de Hayashi para estrellas de diferentes masas.



Fuente: Karttunen *et. al.* pp 281.

hasta convertirse en estrellas T Tauri clásicas (TTC) (Wilking *et.al.* 1989). A partir del material del disco de acreción, se pueden formar planetas.

En el caso de las TTLD, no existe un disco de acreción pero algunos sugieren que podrían estar rodeadas de material frío a cierta distancia y sin capas exteriores, estas estrellas son llamadas también estrellas T Tauri *desnudas* (Montmerle *et. al.* 1985; Basri & Bertrout 1985).

Es difícil observar estrellas durante la contracción, debido a que las estrellas “recién nacidas” se encuentran usualmente ocultas dentro de una nube de gas y polvo. Sin embargo, han sido descubiertas algunas condensaciones en las nubes interestelares y muy cerca de ellas se han encontrado estrellas muy jóvenes. El mejor ejemplo de este tipo de objetos son las estrellas T Tauri, y su abundancia de litio las delata como objetos muy jóvenes que se acaban de formar puesto que el litio, como se explicará más adelante en detalle, es destruido en la superficie cuando la estrella se ha formado. La importancia del litio como indicador de extrema juventud es discutida en la sección siguiente.

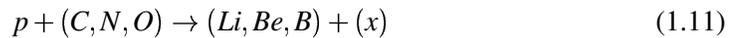
1.3.3 El litio como indicador de juventud en las estrellas TTLD

Una de las características más conspicuas de las estrellas TTLD es que todas muestran en su espectro una línea intensa en emisión de $\text{Li } \lambda 6707 \text{ \AA}$. Esto es un indicador de que son objetos jóvenes debido a que el litio se destruye cuando la estrella inicia las reacciones nucleares y entra a la secuencia principal.

Los modelos de evolución estelar, para objetos de pre-secuencia principal (PSP), que se encuentran en la fase de contracción, suponen: a) que el Litio está presente en el material de donde se forma la estrella o bien, b) el Litio es producido durante el colapso inicial de la estrella (Bodenheimer, 1965).

Existe suficiente evidencia que sugiere que las estrellas tienen una cantidad inicial de litio, y que no producirán más litio durante la mayor parte de la fase de contracción gravitacional o durante el tiempo que se encuentren en la secuencia principal. Algunos argumentos a favor de lo anterior son:

- (1) El litio es producido mediante la rama [II] del ciclo protón-protón (ec. 1.5) cuando se quema hidrógeno en el interior de la estrella. Sin embargo, la temperatura donde se dan las reacciones es tan elevada que el litio es inmediatamente destruido por la captura de protones, formando Helio (ec. 1.6) y, por lo tanto, no alcanza la superficie de la estrella.
- (2) El único otro mecanismo conocido para producción de litio ocurre mediante reacciones de alta energía donde chocan protones en átomos de carbono, oxígeno o nitrógeno, en reacciones como las descritas por la siguiente ecuación:



donde (x) es el isótopo resultante que depende de los elementos que reaccionen en el miembro izquierdo de la ecuación.

Esto requiere grandes cantidades de energía, más altas que las que existen en el ambiente interior de las estrellas. Sin embargo, Bonsack (1961) apoya el punto de vista de que el litio se puede producir mediante bombardeo de electrones (*spallation reactions*, Ec. 1.11) de alta energía cerca de las superficies de estrellas recientemente formadas, donde existe actividad violenta, posiblemente asociada a campos magnéticos que acelerarían las partículas hasta alcanzar las energías requeridas para esta clase de reacciones. Este tipo de fenómenos se encuentran respaldados por observaciones hechas en estrellas T Tauri, que muestran variaciones rápidas de luz, chorros (o *jets*) de material y una actividad mucho más intensa que la que presen-

ta el Sol. Estos fenómenos, en conjunto con las fuertes líneas de litio observadas sugieren una producción actual o reciente de este elemento.

- (3) Cálculos hechos por Bashkin y Peaslee (1961), concluyen que no es posible producir suficiente litio en estrellas de secuencia principal como el Sol a través del bombardeo de electrones (*spallation reactions*) como para producir las abundancias observadas en algunas estrellas.
- (4) La alta abundancia de litio en la Tierra y en meteoritos, junto con la baja abundancia del mismo en el Sol, indica que el material del que se formó el Sol tenía una abundancia comparable con las observadas en las T Tauri, pero la cantidad inicial ha sido agotada.
- (5) La estrella FU Orionis, presenta una abundancia de litio semejante a la que presentan las T Tauri, y Herbig (1964) ha demostrado que la estrella ha sufrido un colapso dinámico a lo largo de la traza de Hayashi, es decir, una contracción cuasi-estática a lo largo de la traza vertical en el diagrama HR antes de que la estrella entre en la fase de estrella PSP.

Una vez que la estrella se aproxima a la secuencia principal, el litio empieza a desaparecer.

Hayashi en 1961, predijo que una estrella de masa moderada (es decir entre 0.5 y $1.2M_{\odot}$) es totalmente convectiva durante las fases iniciales de su contracción gravitacional cuasi-estática. Conforme el radio de la estrella disminuye, un núcleo radiativo se desarrolla en el centro haciendo que la interfase entre las zonas radiativas y convectivas suba gradualmente hacia la superficie de la estrella, conforme la misma se aproxima a la secuencia principal. Entonces, conforme la estrella de PSP se contrae, aumenta la temperatura en la parte inferior de la zona de convección, que está cada vez más cerca de la superficie, alcanzando valores suficientes para destruir el litio en la envoltura de la misma. Estas estrellas que poseen tipos espectrales tardíos, llegarán a la secuencia principal sin que exista litio en sus atmósferas. Por lo que la presencia del litio evidenciada por

la línea de emisión $\text{Li } \lambda 6707 \text{ \AA}$, es indicador del estado evolutivo temprano anterior a la secuencia principal.

1.3.4 Origen de las emisiones en rayos X

Las emisiones de rayos X, han sido explicadas utilizando diferentes modelos. Feigelson & DeCampli (1981) midieron las luminosidades de varias estrellas T Tauri en rayos X y reportaron valores que van desde 10^{29} erg/s hasta 10^{31} erg/s . De acuerdo a los mismos autores, la luminosidad de los rayos X para las misma estrellas corresponde a $\approx 10^{-3}$ veces la luminosidad bolométrica observada en la muestra.

El nivel de emisión de rayos X, no corresponde a las líneas observadas en la región óptica del espectro producidas en la envoltura o en la corona de las estrellas. Esto junto con inconsistencias entre la emisión de rayos X por el viento estelar de las estrellas T Tauri y el viento estelar detectado a partir de observaciones en la región óptica del espectro, sugiere que los rayos X no se producen del todo en el viento estelar.

Sin embargo, las emisiones de rayos X podrían generarse a partir de un choque entre el viento estelar y el medio interestelar, o bien entre el viento y la superficie de la estrella. Por otro lado observaciones de objetos como DG Tau, revelan que también es posible que los rayos X provengan de una región densa cerca de la fotosfera de esta estrella.

Dentro de los modelos que explican la emisión de rayos X se tienen:

- (1) Corona estelar muy caliente alrededor de las estrellas.
- (2) Choques térmicos en el medio interestelar debido a chorros de masa de las estrellas, como el modelo de η Carianæ.
- (3) Formación de ondas de choque por material que cae hacia la estrella.

- (4) Emisión libre-libre (*bremssthalung*) en la envolvente o en la interface entre la envolvente y el entorno estelar.
- (5) Actividad cromosférica.

El primer modelo se debe a los rusos Bisnovaty-Kogan y Lamazin quienes en 1976 postularon que los rayos X pueden provenir de una corona estelar muy caliente como la del Sol, que envuelve a las estrellas T Tauri y que se calientan por disipación de energía mecánica con temperaturas arriba de 1 o 2 millones de grados.

Para los modelos de choques térmicos o choques de materia (2) y (3), la temperatura para que existan rayos X y la luminosidad está directamente relacionadas con la velocidad del frente de choque v y el flujo de masa dm/dt con que la masa se mueve hacia fuera o hacia dentro de la estrella. De acuerdo con Davidson & Ostriker (1972), se tiene una temperatura T que caracteriza la emisión de rayos X dada por

$$kT = \frac{3}{16}\mu v^2 = 0.11\left(\frac{v}{300km/s}\right)^2 keV, \quad (1.12)$$

donde $\mu = 0.6m_p$, es el peso molecular medio y $v = 300km/s$ es la velocidad de choque típica de las partículas. El término del extremo derecho de la ecuación anterior, se obtiene de sustituir los valores de la masa del protón, 1.607×10^{-27} Kg, y hacer las conversiones correspondientes entre *joules* y *KeV*, tomando en cuenta la velocidad de choque de las partículas y las unidades en que la misma está dada. Esta última expresión es útil para relacionar directamente la temperatura de las fuentes con las energías observadas de los rayos X.

De forma similar, la luminosidad está dada por:

$$L = \frac{1}{2}\eta \frac{dm}{dt} v^2 \quad (1.13)$$

donde η es la eficiencia de conversión entre la energía cinética en energía de rayos X, típicamente $\eta \leq 0.1$.

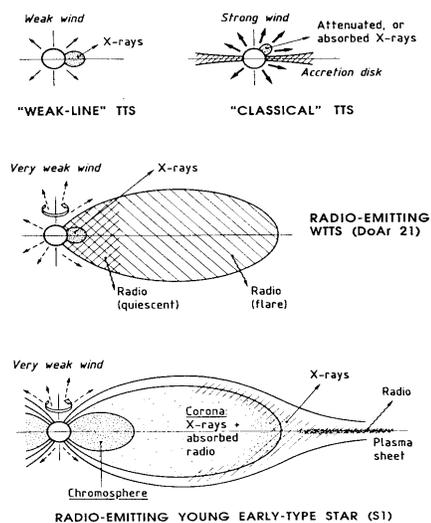
El valor típico de dm/dt es de $3 \times 10^{-8} m_{\odot}/yr$ y fue calculado por Kuhi (1964). Las temperaturas estimadas para la mayoría de las fuentes estudiadas por Ku & Chanan (1979) para rayos X de energía entre 0.2 y 1 keV, son comparables con las predichas por la ecuación (1.11), es decir, entre 2.3×10^6 y 11.0×10^6 K.

De la ecuación 1.12, se puede estimar una luminosidad de $\approx 10^{31} \text{ ergs}/s$, que puede fácilmente ser producida por mecanismos de choque, aún para una η muy pequeña (≤ 0.1). Como se mencionó, cuando se enumeraron los modelos que explican el origen de los rayos X, un ejemplo para el caso (2) es la estrella η Carinae, que es una fuente binaria de rayos X bien conocida, donde los rayos X detectados provienen de la interface creada por la colisión del viento estelar de la componente primaria y el viento estelar de la secundaria.

Por otro lado, el modelo de emisión libre-libre (4), explica que los rayos X se deben a la interacción *coulombiana* entre electrones libres en un plasma dentro de la envoltura de la estrella. Sin embargo, si todos los rayos X se produjeran en la envoltura, la emisión de los mismos sería varios ordenes de magnitud superior a la detectada (DeCampli, 1981). Entonces los rayos X no pueden ser producidos en la envoltura en su totalidad.

Finalmente, para el caso (5), Giampapa & Imhoff (1989) indican que la emisión de rayos X en las estrellas T Tauri se origina en regiones cerca de la superficie estelar y no en el viento estelar o en la región donde se extiende el mismo. La emisión de rayos X observada es probablemente producida por llamaradas gigantes de plasma que se encuentra confinado magnéticamente y que se caracteriza porque las llamaradas evolucionan rápidamente ($10^2 - 10^4$ s) y también son producidas periódicamente, a escalas de tiempo largas ($\geq 10^5$ s).

Figura 9. Esquema que muestra la localización de las emisiones de rayos X en las estrellas T Tauri y de objetos estelares jóvenes (YSO's).



Fuente: Montmerle *et. al.* pp 405.

Por otro lado, algunas emisiones de rayos X, son una indicación de que existen temperaturas muy altas del orden de 10^7 K, que excenden las de las coronas estelares menos luminosas de estrellas de secuencia principal. Sin embargo, esta clase de emisiones tan intensas se ha observado en sistemas binarios activos y más evolucionados como los del tipo RS CVn. En la figura 9 se muestran algunos esquemas que muestran la localización de las emisiones de rayos X.

1.4 Perfil actual de las estrellas T Tauri

Las estrellas T Tauri son, objetos poco masivos, visibles en el óptico y con excesos infrarrojos de origen circunestelar que se ubican en la pre-secuencia principal.

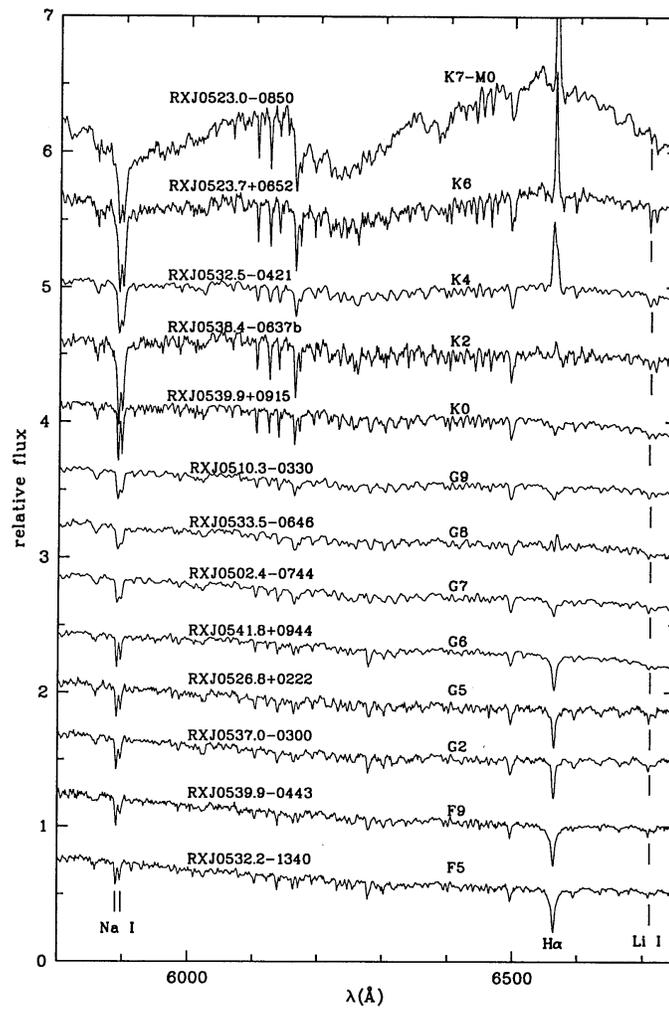
En la actualidad existen varias subclasificaciones dentro de los objetos T Tauri. Los subgrupos mas importantes son las estrellas T Tauri Clásicas (TTC) y las estrellas T Tauri de líneas débiles (TTLD), también llamadas estrellas T Tauri “desnudas”. Esto ha sido posible gracias a los avances que se han hecho en materia de detectores en casi todas las regiones del espectro electromagnético lo que, ha permitido observar con mas detalle las propiedades de estos objetos. A partir de observaciones hechas con el satélite *EINSTEIN* en regiones de formación estelar, es bien sabido que las estrellas T Tauri fuentes de rayos X, con luminosidades que varían entre $L_X = 10^{29} - 10^{32} \text{ erg/s}$ (Feigelson 1987, Ku & Chanan 1979; Walter *et. al.* 1988). Las estrellas TTC son fácilmente detectables por sus fuertes líneas de Balmer en emisión o a través de sus excesos infrarrojos. Sin embargo, las TTLD adolecen de ambas características por lo que es más fácil detectarlas por medio de sus emisiones en rayos X. Esto último confirma la ausencia o escasez de material circunestelar.

Por otro lado, las estrellas TTLD se definen de acuerdo a Walter *et. al.* (1988) como fuentes de rayos X con una contraparte óptica que muestra características de objeto de pre-secuencia principal. Las estrellas TTLD tienen las siguientes propiedades espectroscópicas:

- (a) La línea de Li I $\lambda 6707 \text{ \AA}$ debe estar presente con un ancho equivalente que exceda los 100 m\AA . En general la línea de Li I se toma como indicador de extrema juventud.
- (b) Debe haber consistencia entre las velocidades radiales del objeto y las del complejo nebuloso al que pertenezca.

(c) El objeto debe tener una atmósfera activa, lo cual es evidenciado por la presencia de emisión de líneas de Ca II H y K y quizá por variaciones de luz como las que se reportarán en este trabajo de graduación.

Figura 10. Espectros de algunas estrellas T Tauri de la región de formación estelar de Orión, nótese las líneas de Li 6707 Å.



Fuente: Alcalá *et. al.* pp 10.

1.5 Variabilidad

Las estrellas cuyas magnitudes cambian con el tiempo son llamadas estrellas variables. Las primeras variables que se han observado datan del siglo XVIII, cuando se descubrieron *Mira*, “la maravillosa”, o *Cetus, Algol*, en Perseo, β *Lyræ*, y δ *Cephei*. En la actualidad, existen alrededor de 40,000 estrellas variables catalogadas. Si se deseara ser estricto en el significado de variable, en realidad todas las estrellas varían, puesto que la estructura estelar cambia a medida que la estrella evoluciona en el tiempo. Sin embargo, se entiende por estrella variable a aquella que cambia en escalas de tiempo mucho menores que las evolutivas por lo tanto son observables por los astrónomos.

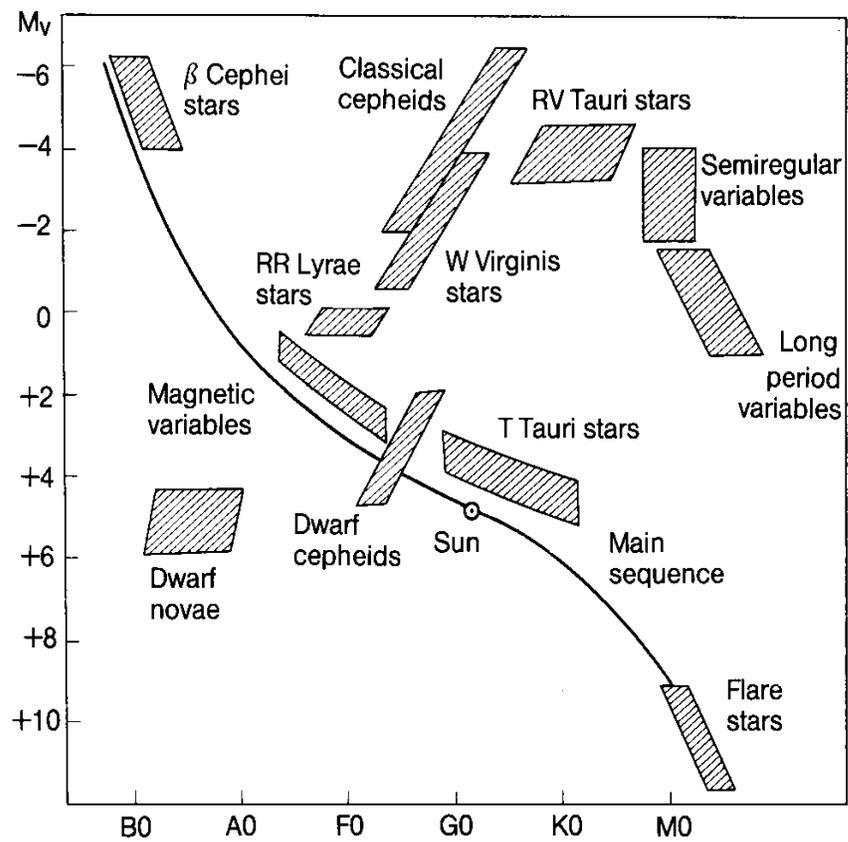
Esto se puede ver fácilmente en el diagrama H-R que se muestra en la figura número 11, donde se ubican todos los tipos de estrellas variables en dicho diagrama. Nótese la ubicación de las estrellas T Tauri, así como los demás clases de variables.

Inicialmente, las magnitudes estelares eran determinadas visualmente comparando la magnitud de la estrella con las magnitudes de estrellas vecinas. Sin embargo, con la aparición de las placas fotográficas fue posible establecer de una manera más precisa las diferencias de magnitud. En el presente, las observaciones son realizadas con fotómetros fotoeléctricos o bien con cámaras provistas con detectores CCD. Para estudiar el comportamiento de las variables, se recurre a un diagrama donde se grafica la magnitud como función del tiempo, llamado *curva de luz* de la estrella. A partir de este diagrama es posible establecer si la estrella varía, la forma de las variaciones, la amplitud de la variación de magnitud y el período de la variación si fuera el caso.

La clasificación de las estrellas variables está hecha de acuerdo a la forma que tiene su curva de luz, y a la naturaleza física que causa las variaciones.

El espectro podría contener algunas líneas de absorción de material alrededor de la

Figura 11. Localización de los diferentes tipos de estrellas variables en el diagrama H-R.



Fuente: Karttunen *et. al.* Fundamental Astronomy pp 316.

estrella. En la actualidad, los astrónomos hacen observaciones de objetos variables utilizando también otras longitudes de onda diferentes a las de la luz visible; de esta forma, se han encontrado utilizando rayos X, por ejemplo, variables en rayos X, pulsares y fenómenos conocidos como *gamma-ray burst* y *X-ray burst*.

Las estrellas variables se dividen en dos clases principales A) intrínsecas y B) extrínsecas. Las intrínsecas a su vez se dividen en a) variables pulsantes, b) estrellas activas y c) eruptivas. Por otro lado, las variables extrínsecas son binarias eclipsantes.

1.5.1 Variables pulsantes

En el caso de las variables pulsantes, las variaciones se deben a la expansión y contracción de las capas exteriores de las estrellas, son estrellas gigantes y supergigantes que se encuentran en una fase de inestabilidad. Sin embargo, existen excepciones como las *δ Scuti* que se encuentran en la secuencia principal. En algunos casos, las estrellas podrían doblar su radio durante la pulsación. La causa principal de las variaciones de magnitud es la variación en la opacidad del material que, en ocasiones, permite el paso del flujo de energía del interior y a veces no por el proceso de ionización. puesto que la luminosidad es proporcional a la cuarta potencia de la temperatura efectiva. El período de las pulsaciones corresponde a la frecuencia *fundamental propia* de la estrella, sin descartar la existencia de otras frecuencias o "sobretonos". Los ejemplos de este tipo de variables se muestran en la Tabla I, donde P es el período de pulsación en días, T.E. es el tipo espectral de las estrellas y A es la amplitud en magnitudes de la variación.

1.5.2 Variables eruptivas

Son, en su mayoría, estrellas poco masivas. Sin embargo, existen algunas estrellas dentro de este tipo, que son muy masivas $M > 8M_{\odot}$ y que presentan explosiones violentas. No presentan pulsaciones regulares, sino variaciones repentinas de magnitud donde el

Tabla I. Principales propiedades de las variables pulsantes.

variable	P	T.E.	A
Cefeidas Clásicas (δ Cep, W Vir)	1-50	F - KI	≤ 2
RR <i>Lyræ</i>	≤ 1	B8 - F2 III	≤ 0.7
Cefeidas enanas (δ Scuti)	0.05 - 0.02	F III	≤ 1
β <i>Cephei</i>	0.1 - 0.025	B1 - B3 III	≤ 0.1
Tipo Mira	80 - 1000	M III	≥ 2.5
RV Tauri	30 - 150	G - K I	≤ 3
Semirregulares	30 - 1000	K - M I	≤ 2.5
Irregulares		K - M I	≤ 2

Fuente: Karttunen *et. al.* Fundamental Astronomy, página 317.

material de la estrella es arrojado al espacio. Las escalas de las erupciones pueden variar, desde pequeñas llamaradas hasta la explosión de la misma estrella en una supernova. En la Tabla II se enlistan los principales prototipos de estas estrellas así como su amplitud (A) la velocidad del material que expulsan. Las estrellas T Tauri corresponden a este tipo de estrellas variables.

1.5.3 Variables eclipsantes

Son sistemas binarios en los que las componentes producen eclipses; en estas estrellas, las variaciones de luz no corresponden a un cambio intrínseco en las estrellas. Algunos ejemplos de este tipo son *Algol*, β *Lyræ* y *W Ursæ Majoris*.

Las estrellas T Tauri se clasifican como variables eruptivas, aunque recientemente (Alcalá *et. al.* 2000) han reportado estrellas T Tauri eclipsantes con períodos de pocas horas.

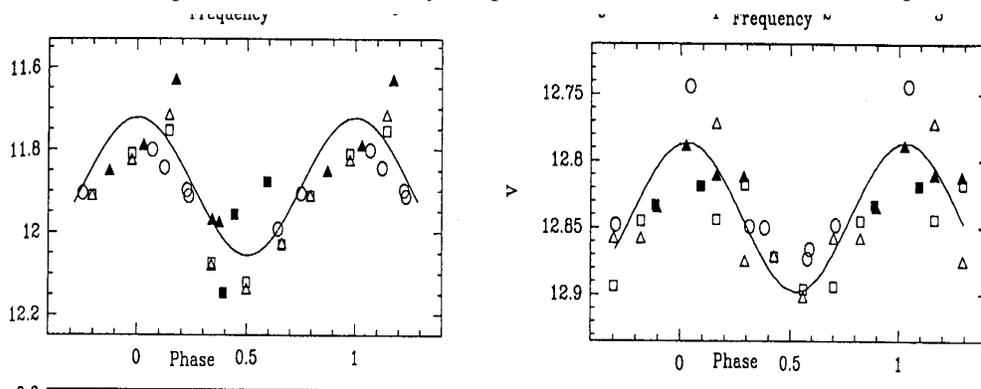
Tabla II. Principales propiedades de las variables eruptivas.

variable	A	Velocidad (km/s)
Supernovas	≥ 20	4,000 - 10,000
Novas	7 - 18	200 - 3,500
P Cygni	≤ 2	30 - 100
R Corona Borealis	1 - 9	
variables irregulares (estrellas T Tauri)	≤ 4	300
<i>flare stars</i>	≤ 6	2000

Fuente: Karttunen *et. al.* Fundamental Astronomy. página 321.

Por otro lado, se han encontrado variaciones de estrellas TTLD con períodos que varían entre 2.4 y 5.8 días. Éstos, han sido reportados por Bouvier *et. al.* (1993). Los mismos autores reportan observaciones hechas en estrellas TTC, y han encontrado que para éstas, los períodos son mayores (entre 7 y 24 días). Esto último se ha interpretado como un indicador de que las estrellas TTLD se encuentran en una etapa más evolucionada que las TTC.

Figura 12. Curvas de luz en V de DG Tau y de DI Tau, estrellas TTLD ubicadas en Tauro, nótese la amplitud de las variaciones y compárese éstas con las mostradas en el Capítulo 6.



Fuente: Bouvier *et. al.* pp. 102.

2. LA MUESTRA

Hasta antes del mapeo RASS, casi todas las observaciones en rayos X hechas en regiones de formación estelar (RFE) se habían realizado en zonas específicas que contenían estrellas T Tauri Clásicas (TTC), pero no existía información precisa acerca de la distribución espacial de las fuentes de rayos X dentro de las nubes moleculares (Alcalá et al. 1996). Como se mencionó antes, las estrellas T Tauri de Líneas Débiles (TTLD) se pueden identificar por medio de sus emisiones en rayos X. Gracias al mapeo RASS se logró encontrar una muestra muy grande de fuentes de rayos X asociadas a estrellas de la pre-secuencia principal (PSP). Con la intención de identificar ópticamente a las fuentes de rayos X dentro de las RFE, pertenecientes al RASS (Krautter et. al. 1994) se inició un proyecto a largo plazo para buscar estrellas TTLD en RFE que estuvieran localizadas a menos de 500 parsecs de distancia. Una región estelar adecuada para un estudio de este tipo es la RFE de Orión, debido a que es una nube molecular gigantesca que se encuentra a unos 460 parsecs de distancia (Genzel & Stutzki 1989).

En la RFE de Orión se encontraron 820 fuentes de rayos X dentro de un área de aproximadamente 450 grados cuadrados, de las cuales, gracias a estudios espectroscópicos (Alcalá et al. 1996) se encontraron 112 estrellas TTLD. Estas estrellas fueron identificadas como TTLD mediante un análisis espectral pues, como ya se mencionó, las estrellas TTLD tienen tipos espectrales tardíos (F, G o K) y muestran una línea de absorción fuerte de Li $\lambda 6707$.

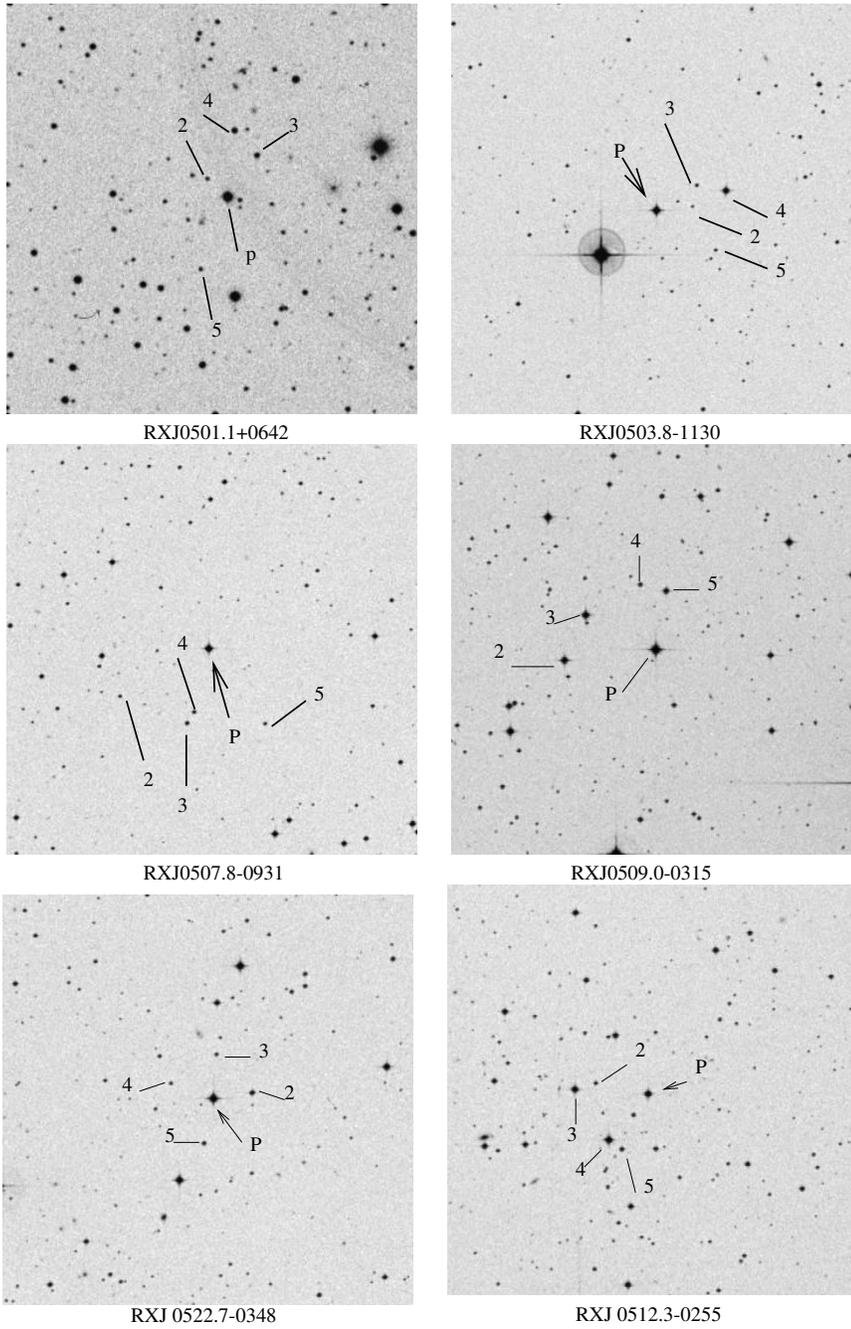
En el presente proyecto se tomó una muestra representativa de 37 de las 112 estrellas TTLD encontradas por Alcalá *et. al.* dentro de la RFE en Orión con el fin de monitorear los fotométricamente para saber si presentan variaciones y proporcionar algunos elementos que permitan estudiar las causas que provocan esas variaciones.

Los objetos también fueron escogidos según su accesibilidad en el cielo. Otras RFE son enlistadas por Wichmann *et. al.* (1997) y Feigelson *et. al.* (1981) pero éstas se encuentran en constelaciones ubicadas cerca del polo austral, por lo que nunca son visibles desde el Observatorio Astronómico Nacional con el que se realizaron las observaciones, ubicado en San Pedro Mártir, Baja California México. En la Tabla III, se enlistan las identificaciones de las 37 estrellas de acuerdo con un nombre dado por el grupo de investigación de J. M. Alcalá (comunicación privada) y que se ha adoptado por brevedad y conveniencia (NG), el nombre de las estrellas seleccionadas en Orión en el catálogo RASS (RXJ, fuente de rayos X, coordenadas J2000); sus coordenadas celestes α (ascensión recta, dada en horas, minutos y segundos), δ (dada en grados minutos y segundos), para el equinoccio 2000, y el tipo espectral de cada estrella de acuerdo a Alcalá *et. al.* (1996). En la Figura 13 se proporcionan los mapas de identificación de las estrellas que componen la presente investigación. En cada mapa, el Norte se ubica hacia arriba y el Este hacia la izquierda. Cada carta cubre un área de $10' \times 10'$ en el cielo. Los mapas están ordenados de acuerdo con la ascensión recta y el nombre que aparece es el que corresponde a la fuente de rayos X identificada con la nomenclatura RXJ. La estrella señalada con una P corresponde a la estrella problema y las estrellas de comparación seleccionadas se identifican con números del 2 al 5.

Tabla III. Estrellas TTLD estudiadas en la RFS de Orión

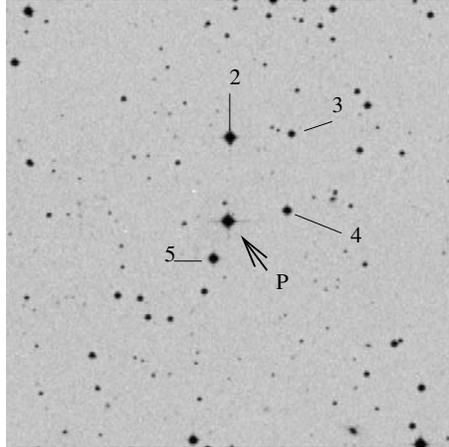
NG	RXJ	$\alpha(2000)$ h m s	$\delta(2000)$ ° m s	Tipo Espectral
o018	RXJ0501.1+0642	05 01 05.8	+06 42 03.0	K6
o046	RXJ0503.8-1130	05 03 49.5	-11 30 59.0	K3
o095	RXJ0507.8-0931	05 07 48.0	-09 31 44.3	K2
o107	RXJ0509.0-0315	05 08 59.5	-03 15 10.3	K1
o138	RXJ0511.7-0348	05 11 39.5	-03 48 49.8	K3
o143	RXJ0512.3-0255	05 12 20.0	-02 55 46.3	K3
o211	RXJ0518.0-1146	05 17 57.2	-11 46 07.8	K3
o212	RXJ0518.0+0712	05 18 01.5	+07 12 28.0	K3
o217	RXJ0518.6+0959	05 18 37.8	+09 59 48.9	K2
o229	RXJ0519.9+0552	05 19 51.1	+05 52 10.7	K6
o267	RXJ0523.1-0440	05 23 03.2	-04 40 36.7	K5
o274	RXJ0523.7+0652	05 23 42.6	+06 52 01.2	K6
o280	RXJ0524.1+0730	05 24 06.4	+07 30 56.0	K4
o330	RXJ0528.0-0053	05 27 59.3	-00 53 19.3	K0
o363	RXJ0529.4+0041	05 29 22.5	+00 41 09.1	K2
o383	RXJ0530.7-0434	05 30 43.3	-04 34 59.3	K3
o387	RXJ0530.9+1015	05 30 55.5	+10 15 05.6	K3
o0II	RXJ0532.1-0732	05 32 05.8	-07 32 43.9	K4
o420a	RXJ0532.4+0131a	05 32 22.6	+01 31 41.6	K2
o420b	RXJ0532.4+0131b	05 32 22.6	+01 31 41.6	K5
o423	RXJ0532.4-0713	05 32 24.6	-07 13 12.5	K3
o427	RXJ0532.5-0421	05 32 31.7	-04 21 40.8	K4
o430	RXJ0532.6-0522	05 32 36.7	-05 22 50.9	K3
o443	RXJ0533.1+0224	05 33 08.1	+02 24 56.8	K4
o477	RXJ0534.7+1114	05 34 40.5	-04 23 35.0	K2
o528	RXJ0536.7+0907	05 36 39.6	+09 07 16.4	K1
o589	RXJ0539.3+0918	05 39 20.7	+09 18 26.3	K1
o595	RXJ0539.8-0205	05 39 45.0	-02 05 00.3	K4
o597	RXJ0539.8-0138	05 39 48.2	-01 38 39.6	K3
o605	RXJ0539.9+0956	05 39 56.7	+09 56 40.8	K4
o614	RXJ0540.5-0121	05 40 32.6	-01 21 57.0	K5
o626	RXJ0541.3+0027	05 41 18.5	+00 27 41.2	K2
o627	RXJ0541.4-0324	05 41 23.8	-03 24 43.3	K1
o637	RXJ0541.9-0556	05 41 56.1	-05 56 43.7	K5
o672	RXJ0544.2-1306	05 44 10.3	-13 06 30.8	K1
o678	RXJ0544.6-0121	05 44 34.0	-01 21 55.9	K4
o690	RXJ0546.1+1232	05 46 03.4	+12 32 36.2	G9

Figura 13. Mapas de identificación de las estrellas del programa.

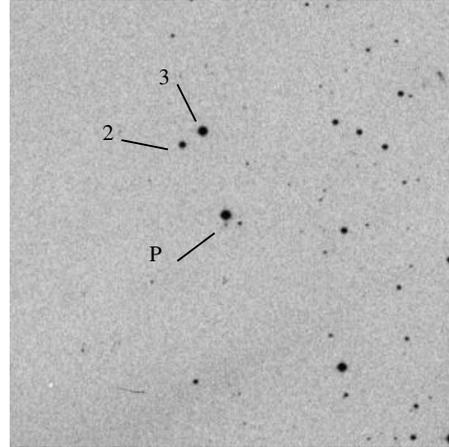


Fuente: base de datos SIMBAD.

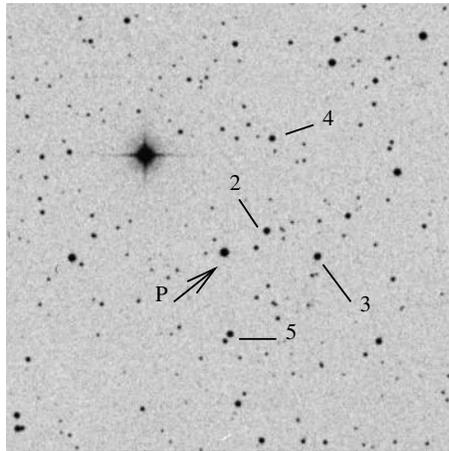
Fig. 13: Continuación



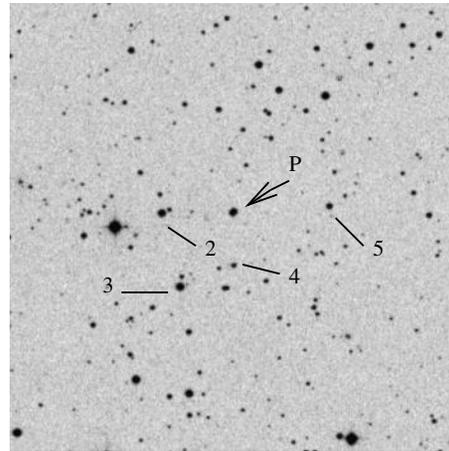
RXJ0518.0+0712



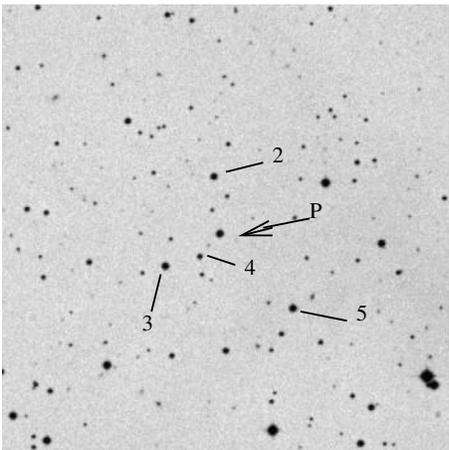
RXJ0518.6+0959



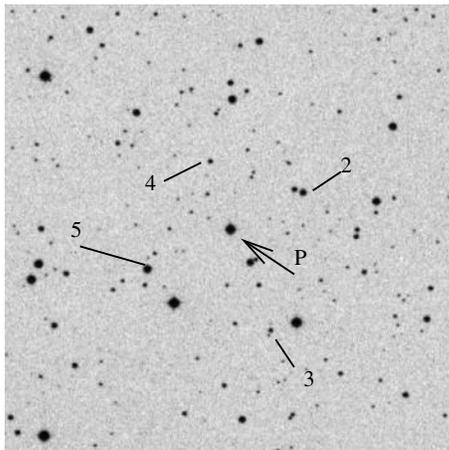
RXJ0518.6+0959



RXJ0519.9+0552

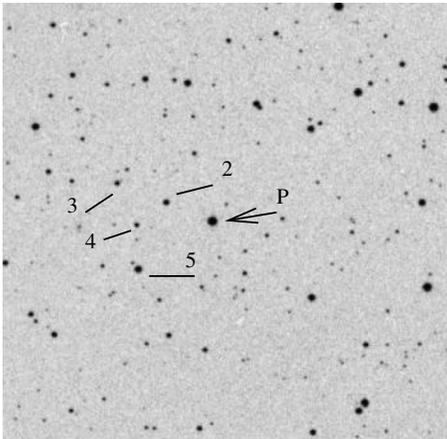


RXJ0523.10440

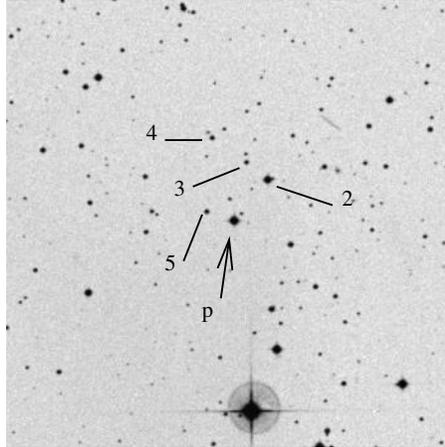


RXJ0523.7+0652

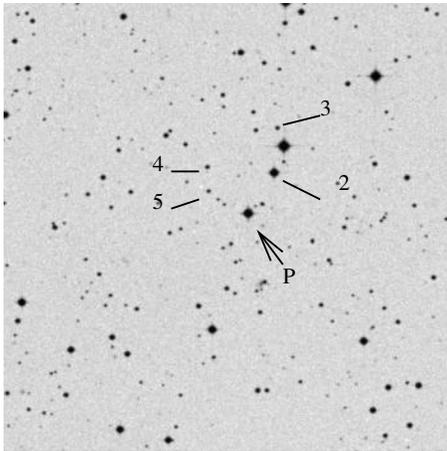
Fig. 13: Continuación



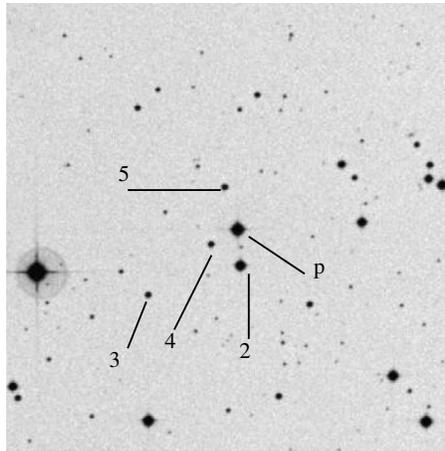
RXJ0524.1+0730



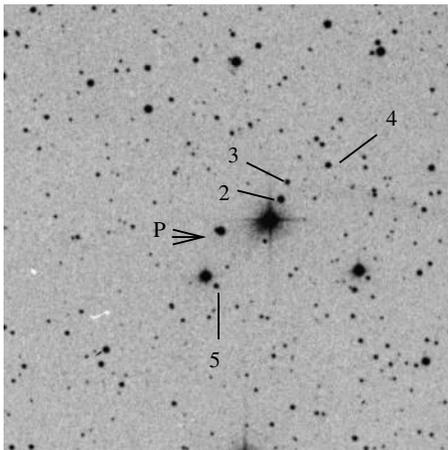
RXJ0528.0-0053



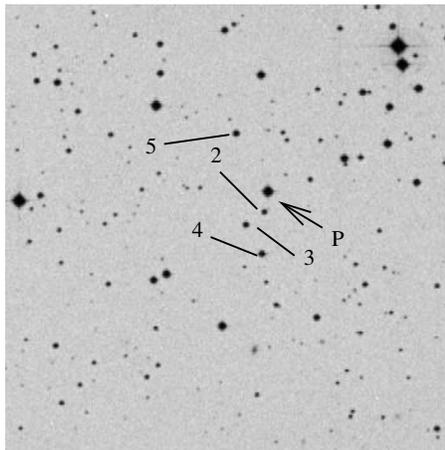
RXJ0529.4+0041



RXJ0530.7-0434

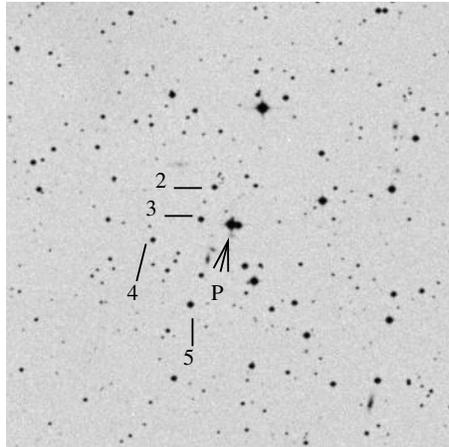


RXJ0530.9+1015

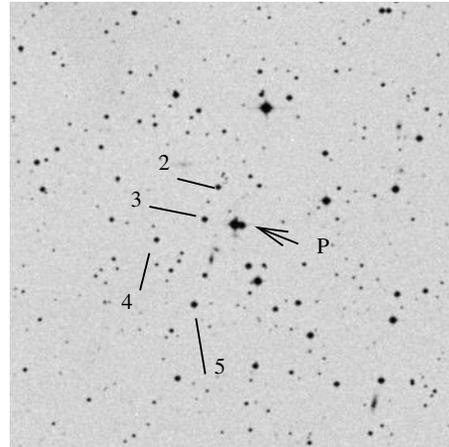


RXJ0532.1-0732

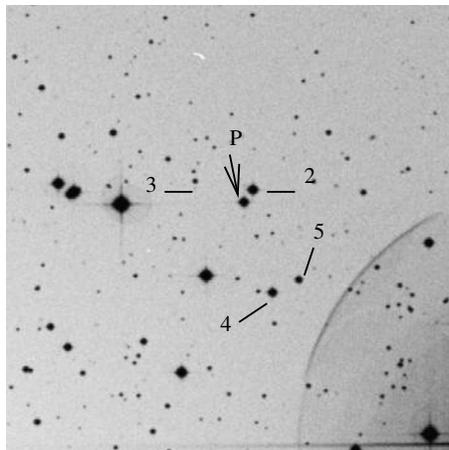
Fig. 13: Continuación



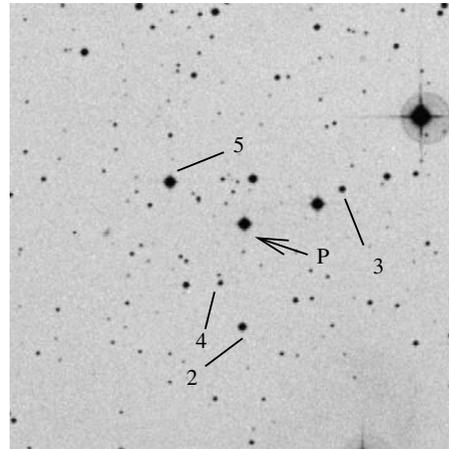
RXJ0532.4+0131a



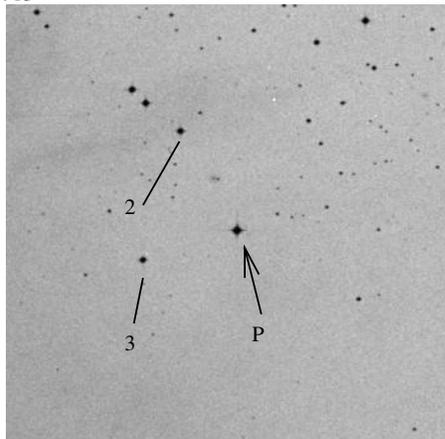
RXJ0532.4+0131b



RXJ0532.4-0713

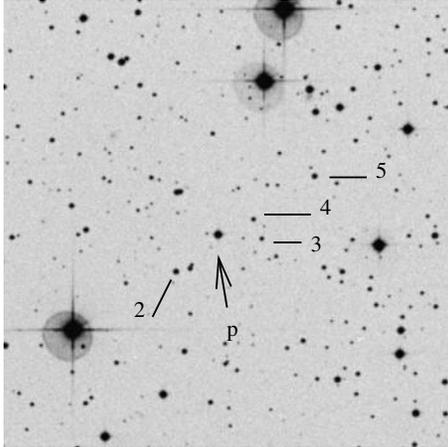


RXJ0532.4-0713

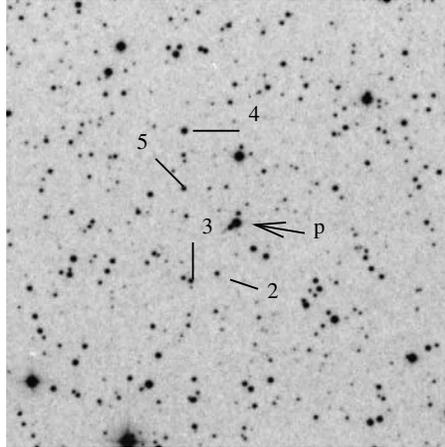


RXJ0532.6-0522

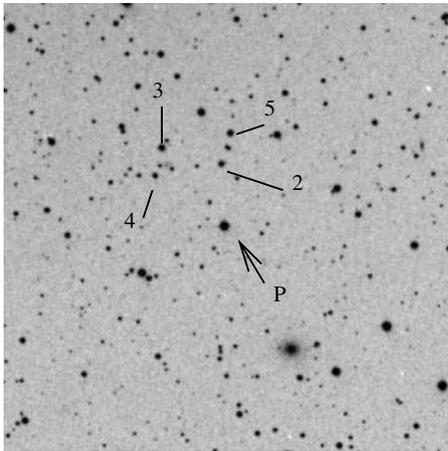
Fig. 13: Continuación



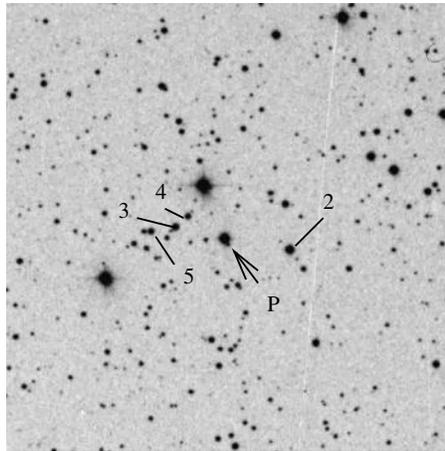
RXJ0533.1+1114



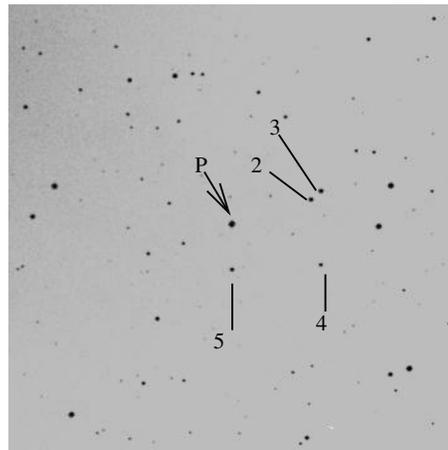
RXJ0534.7+1114



RXJ0536.7+0907

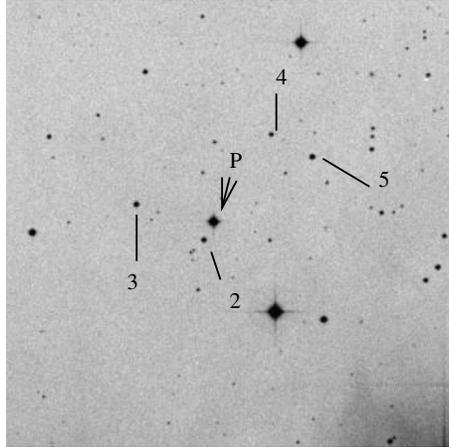


RXJ0539.3+0918

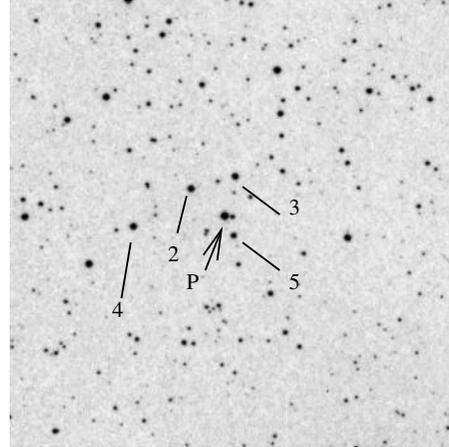


RXJ539.8-0138

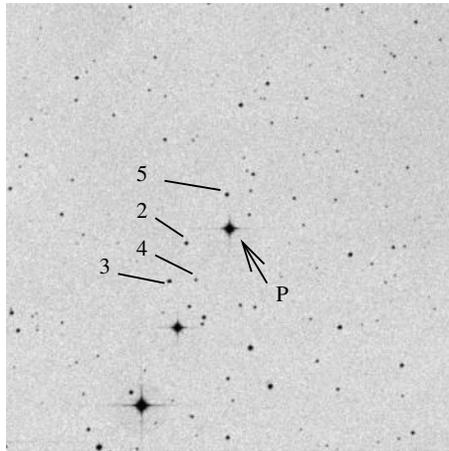
Fig. 13: Continuación



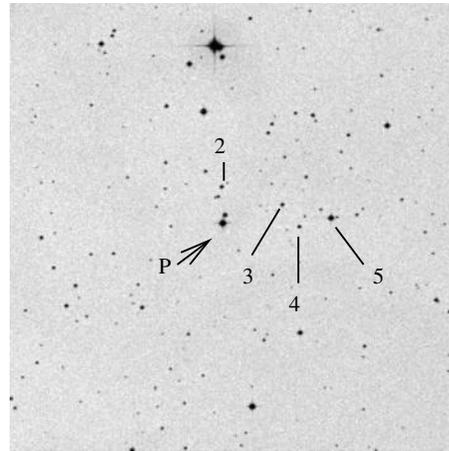
RXJ0540.5-0121



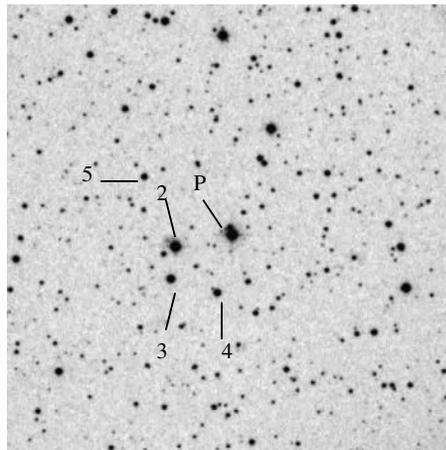
RXJ0541.3+0027



RXJ0541.4-0324

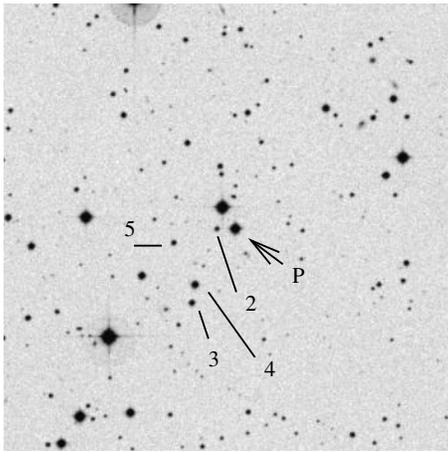


RXJ0541.9-0556

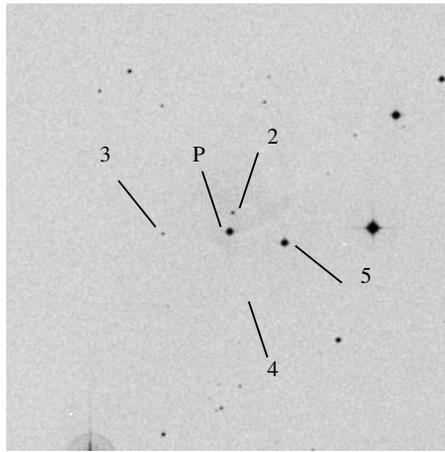


RXJ0539.9+0956

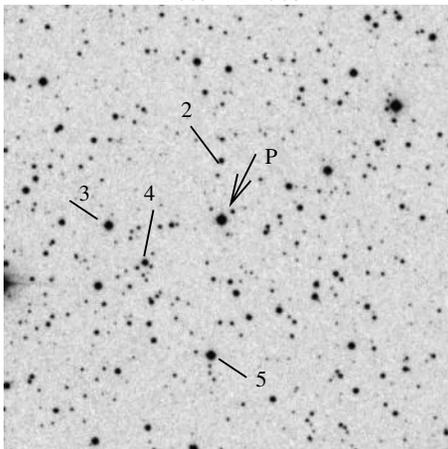
Fig. 13: Continuación



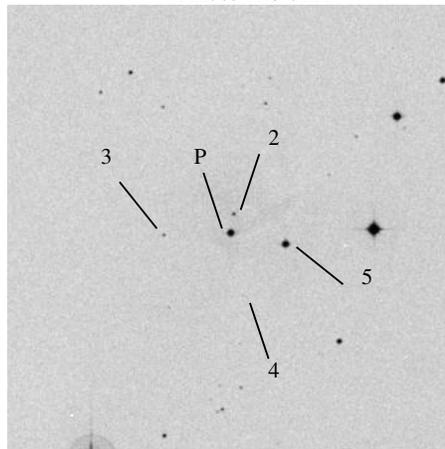
RXJ0544.2-1306



RXJ0544.6-0121



RXJ0546.1+1232



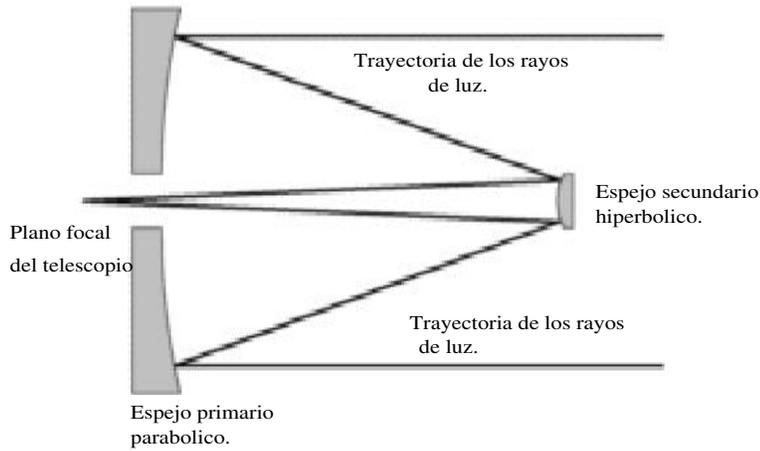
RXJ0544.6-0121

3. OBSERVACIONES

Las observaciones fueron realizadas por A. Arellano Ferro, en el Observatorio de San Pedro Mártir, ubicado en Baja California, México. Se utilizó un telescopio de 1.5 metros de apertura ubicado a 2790 metros de altitud sobre el nivel del mar y con coordenadas geográficas de $31^{\circ} 2' 43''$ de latitud norte y $115^{\circ} 28' 00''$ de longitud oeste. Este telescopio tiene un diseño Ritchey-Chrétien y tiene una relación focal (distancia focal entre el diámetro del espejo primario) de $f/13.5$. Los telescopios Ritchey-Chrétien son un tipo de reflectores Cassegrain que usan espejos secundarios hiperbólicos convexos en lugar de los espejos esféricos o parabólicos que se encuentran en la mayoría de diseños Cassegrain. Un telescopio Cassegrain tiene el espejo primario de forma parabólica cóncava, montado en la parte inferior del tubo del telescopio. Este espejo posee un orificio perforado en el centro del mismo por el cual pasa la luz reflejada por el espejo secundario, ubicado en la parte superior del tubo del telescopio. La ventaja del diseño de estos telescopios es que permiten una longitud focal mucho más grande manteniendo el tamaño del tubo del telescopio más corto de lo que sería en un telescopio reflector de otro tipo.

Las imágenes fueron obtenidas con un detector CCD de 2000×2000 píxeles marca Thomson TH7398M, instalado en el plano focal del telescopio, donde se forma la imagen del objeto. CCD es la abreviatura en inglés de Charged-Coupled-Device o dispositivo de carga acoplada. Estos detectores fueron inventados en 1970 y ahora son ampliamente utilizados, tanto en observaciones hechas desde la superficie terrestre como desde el espacio; en fotometría estelar (como el presente caso) o de superficie, espectroscopía y astrometría.

Figura 14. Esquema de un telescopio Ritchey-Chrétien



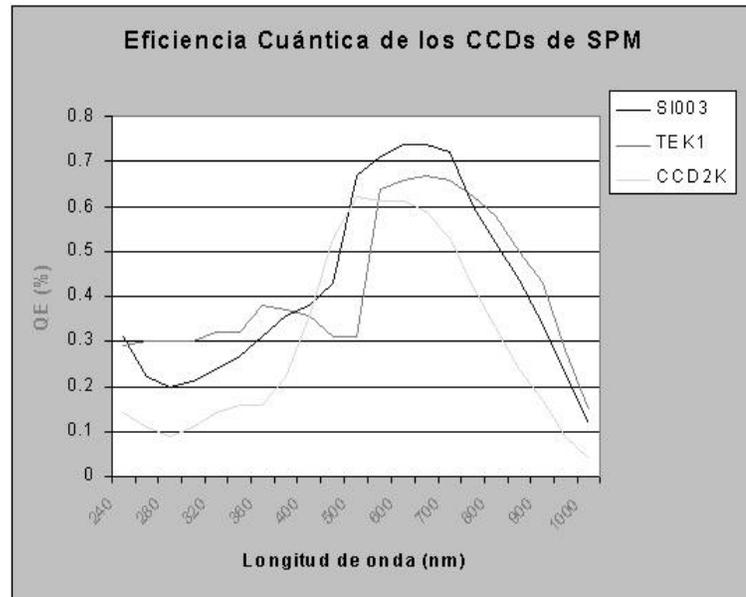
Los detectores CCD son normalmente sensitivos a una amplia variedad de longitudes de onda, desde el azul hasta el infrarrojo cercano aunque son mucho más sensibles en el rojo o cercano infrarrojo, como se muestra en la Figura 15. Los detectores CCD son bastante pequeños, por ejemplo, el que se utilizó tiene un área de 15 cm^2 (unos 3.75 cm de lado aproximadamente), relativamente más pequeña si se compara con el área de una placa fotográfica promedio (unos 500 cm^2).

También cubre pequeñas porciones del cielo, es decir, tiene un campo pequeño de visión, aproximadamente unos $5' \times 5'$. Así mismo tiene una resolución menor que la de las emulsiones fotográficas de grano fino debido a la diferencia de tamaños que existe entre el grano de la emulsión ($10\text{-}15 \mu$) y el tamaño de un pixel del detector, unos 20μ . Sin embargo, posee alta eficiencia cuántica (EC), término que se define como:

$$EC(\lambda) = N_{\gamma d} / N_{\gamma i} \quad (3.1)$$

donde $N_{\gamma d}$ es el número de fotones detectados y $N_{\gamma i}$ es el número de fotones incidentes a determinada longitud de onda λ . Un detector perfecto podría tener una $EC(\lambda) = 1$, es decir de un 100 % de eficiencia; sin embargo, en la práctica la EC varía considerablemente de acuerdo con la longitud de onda como puede verse en la Figura 15. Un detector CCD

Figura 15. Curva de Eficiencia Cuántica de tres detectores CCD del observatorio de San Pedro Mártir, nótese que la eficiencia es mayor para longitudes de onda largas. La curva del detector empleado corresponde a la del CCD de 2K.



Fuente: Observatorio de San Pedro Mártir.

tiene una eficiencia cuántica mucho mayor que la de una placa fotográfica, por ejemplo para un rango de 400 a 650 nm, una placa fotográfica posee una *EC* de 1%, mientras que el detector CCD utilizado posee una *EC* que varía desde un 25% para 400 nm hasta un 65 % para los 650 nm. Por consiguiente, un detector CCD es más eficiente que las placas fotográficas puesto que necesita menos tiempo de exposición, y su respuesta a los cambios de brillo es lineal. Es por eso que son ampliamente utilizados para hacer imágenes de objetos muy tenues.

Un detector CCD es un arreglo en dos dimensiones de pequeños pixeles en una oblea de semiconductor, usualmente silicio, donde habrá algunos miles de columnas y filas de pixeles. En el caso del detector utilizado, cada pixel mide aproximadamente $19\mu \times 19\mu$. Cuando los fotones inciden en el arreglo, cada pixel responde al impacto de un fotón produciendo electrones. Así la carga acumulada en cada pixel es proporcional a la cantidad

de radiación incidente. Después de una exposición los paquetes de carga de los pixeles son trasladados fuera del arreglo y la carga acumulada en cada pixel es medida columna por columna. Los valores son digitalizados y guardados en la memoria de una computadora y, posteriormente, en algún mecanismo de archivo, como por ejemplo en una cinta DAT o en un disco compacto; con los cuales se pueden transportar, almacenar y reconstruir imágenes en otro ordenador.

Tanto por la electrónica asociada al detector CCD como durante el proceso de lectura de los datos se introduce una pequeña cantidad de carga espuria en cada pixel. Para disminuir el ruido electrónico del detector éste se enfría, usualmente con un baño de nitrógeno líquido a unos -100°C . En realidad, la temperatura del nitrógeno líquido es de -170°C y la botella que contiene al detector y el baño debe calentarse para mantener la temperatura estable a -100°C . Las observaciones se realizaron a través de dos filtros, el rojo (R) y el visible (V), del sistema de Johnson. Este es un sistema de banda ancha que consta fundamentalmente de los filtros: ultravioleta (U), azul (B, de blue en inglés), visible (V), rojo (R) e infrarrojo (I). Fueron inventados a principios de los años 50 por los astrónomos Harold B. Johnson y William W. Morgan. Estos filtros son utilizados para permitir que únicamente cierta banda de longitud de onda llegue al detector. En este trabajo se utilizaron los filtros R y V por producir una buena tasa señal a ruido, dados los colores de los objetos y la sensibilidad del detector.

Como los objetos que se van a observar poseen diferentes magnitudes visuales, se requirieron diferentes tiempos de exposición para cada uno variando éstos desde 30 segundos para objetos brillantes hasta, 300 segundos para objetos más tenues. Las imágenes de los objetos están centradas en la estrella sujeta a estudio. La estrategia de observación para cada noche consistió en ordenar los objetos de acuerdo con la ascensión recta $\alpha(2000)$ y empezar a hacer las exposiciones para las imágenes en orden creciente de ascensión recta, es decir de Oeste a Este.

Las observaciones se realizaron en dos temporadas, una del 22 de febrero al 4 de marzo de 1999 y la otra del 24 al 31 de marzo de 2000. En la primera temporada se tomaron alrededor de 7 imágenes de cada estrella, en cada filtro; en la segunda, aproximadamente 6 imágenes en cada filtro para cada objeto. En la Tabla IV se presenta un inventario de las observaciones realizadas.

Las imágenes generadas después de las exposiciones son almacenadas como archivos en formato FITS, que son las siglas en inglés de *Flexible Image Transportation System*, es decir Sistema Flexible de Transporte de Imágenes. Este es un formato estándar para el transporte y almacenamiento de imágenes astronómicas. Las imágenes generadas constan de dos partes, una parte que se llama archivo PIX, donde está almacenada la imagen en sí y consiste en una colección de datos binarios con la información de la cantidad de carga acumulada en cada pixel y que formarán la imagen en una pantalla de computadora.

El otro archivo es el archivo IMH, siglas de *Image Header*, es decir, encabezado de imagen. En este encabezado se encuentra un archivo con todas las características de la imagen, como se muestra en la Tabla V.

Tabla IV. Observaciones de estrellas TTLD en Orión

NG	RXJ	1999		2000	
		V	R	V	R
o018	RXJ0501.1+0642	9	8	-	-
o046	RXJ0503.8-1130	8	10	-	-
o095	RXJ0507.8-0931	8	8	-	-
o107	RXJ0509.0-0315	9	7	-	-
o138	RXJ0511.7-0348	7	8	-	-
o143	RXJ0512.3-0255	8	7	-	-
o211	RXJ0518.0-1146	7	8	-	-
o212	RXJ0518.0+0712	10	9	-	-
o217	RXJ0518.6+0959	7	6	-	-
o229	RXJ0519.9+0552	10	7	-	-
o267	RXJ0523.1-0440	6	8	-	-
o274	RXJ0523.7+0652	8	7	-	-
o280	RXJ0524.1+0730	8	8	-	-
o330	RXJ0528.0-0053	7	7	-	-
o363	RXJ0529.4+0041	9	7	-	-
o383	RXJ0530.7-0434	8	7	-	-
o387	RXJ0530.9+1015	9	9	-	-
o0II	RXJ0532.1-0732	7	7	-	-
o420a	RXJ0532.4+0131a	8	8	-	-
o420b	RXJ0532.4+0131b	8	8	-	-
o423	RXJ0532.4-0713	8	8	-	-
o427	RXJ0532.5-0421	8	7	-	-
o430	RXJ0532.6-0522	8	8	-	-
o443	RXJ0533.1+0224	5	7	6	7
o477	RXJ0534.7+1114	6	6	3	3
o528	RXJ0536.7+0907	5	5	5	5
o589	RXJ0539.3+0918	9	9	4	5
o595	RXJ0539.8-0205	4	4	-	-
o597	RXJ0539.8-0138	4	3	-	-
o605	RXJ0539.9+0956	9	7	4	6
o614	RXJ0540.5-0121	4	4	-	-
o626	RXJ0541.3+0027	6	6	6	7
o627	RXJ0541.4-0324	2	3	-	-
o637	RXJ0541.9-0556	7	7	-	-
o672	RXJ0544.2-1306	2	2	0	0
o678	RXJ0544.6-0121	-	-	9	9
o690	RXJ0546.1+1232	8	7	7	6

Tabla V. Datos que conforman el encabezado de una imagen

```
bfobj6038.fit [1024,1024][real]: o274
No hay pixeles malos, min=0., max=0.
Modo de archivo lineal, physdim [1024,1024], extensión del área usada 1215 s.u.
Creada Wd 12:24:08 29-Aug-2001, Última modificación Viernes 17:26:41 23-Mar-2001
Archivo de Píxeles ''bfobj6038.fit'' [ok]
ORIGEN= 'Copyright (C) 1991-1998 GKR Coputer Consulting'/FITS file originat
EXTENCIONES= F / El archivo puede contener varias extensiones
FECHA= '2001-08-29T18:22:47' / Fecha en que se generó el archivo FIT
IRAF-TL= '17:26:41 (23/03/2001)' / Última modificación
OBJETO= 'o274 '
ASCENCION RECTA= '05:23:4 (medida en horas minutos y segundos)'
DECLINACION= '06:52:01 (medida en grados minutos y segundos)'
EPOCA= '1999.12 (época de las coordenadas celestes utilizadas) '
TIPO DE IMAGEN= 'obj '
OBSERVADORES= 'A. Arellano y F Montalvo'
INSTRUMENTOS= 'CCD 2K '
GANANCIA= '1.89 '
RUIDO DEL DETECTOR= '4.8 '
TAMAÑO DEL DETECTOR= '[0:2000,0:2000]'
OBSERVATORIO= 'spm '
TELESCOPIO= '1.5m spm'
LATITUD= '31:01:45 (en grados minutos y segundos)'
LONGITUD= '-115:29:13 (en grados minutos y segundos)'
ALTITUD= '2830 (en metros, medidos respecto del nivel del mar) '
TIEMPO UNIVERSAL= '04:49:13'
FECHA DE LA OBSERVACION= '1999-02-28'
EXPOSICION= '80.0 (medida en segundos) '
FILTRO UTILIZADO= 'R '
```

4. REDUCCIONES

Reducir datos significa extraer parámetros de relevancia física, química y astronómica, por medio de una secuencia lógica, a partir de datos obtenidos experimentalmente. En el presente caso, los datos experimentales consisten en una serie de imágenes de las estrellas sujetas a estudio, obtenidas con un detector CCD adaptado a un telescopio, como ya se mencionó anteriormente. Las reducciones se hicieron con la finalidad de obtener, a partir de las imágenes, las magnitudes instrumentales de algunas de las estrellas en cada imagen y poder así calcular diferencias de magnitud entre la estrella problema y algunas estrellas cercanas que se llamarán de comparación. Es por medio del análisis de estas diferencias que se busca variabilidad en las estrellas problema o en las de comparación.

Las reducciones se realizaron utilizando las rutinas del paquete IRAF, siglas en inglés de *Image Reduction and Analysis Facility*. Este es un sistema de software multipropósito diseñado para la reducción y análisis de datos astronómicos. Este software ha sido desarrollado por el grupo de programación del *National Optical Astronomy Observatories* (NOAO) en Arizona, Estados Unidos. El programa contiene varias paqueterías que permiten el procesamiento de imágenes en general así como aplicaciones gráficas.

Para el presente trabajo, todos los programas de IRAF que se utilizaron se llevaron a cabo utilizando la paquetería NOAO, dentro de la cual se encuentran los paquetes de programas que permiten efectuar fotometría de objetos puntuales, como las estrellas, en cualquier región del espectro electromagnético.

Dentro de NOAO se encuentra el paquete de programas DIGIPHOT (*Digital Stellar Photometry Package*) el cual se utiliza para efectuar fotometría estelar y finalmente dentro de DIGIPHOT se utilizó el paquete DAOPHOT (*Dominion Astrophysics Observatory Crowded-Field Photometry Package*), éste es a su vez un paquete de programas que permite hacer fotometría de campos estelares donde hay muchas estrellas, utilizando el concepto de “*point spread function*”, que se definirá más adelante.

Todos los comandos de programas IRAF que se mencionen a continuación son programas que conforman el paquete DAOPHOT a menos que se mencione lo contrario. Por lo anterior, en los ejemplos de uso de comandos IRAF que se indiquen siempre aparecerán al lado izquierdo, antes del nombre de cada comando el siguiente indicador: da> (de DAOPHOT). Finalmente, para emplear las paqueterías IRAF, es necesario ubicarse en el directorio donde se encuentren los archivos de las imágenes que se desean reducir.

4.1 Correcciones por BIAS y FLATS

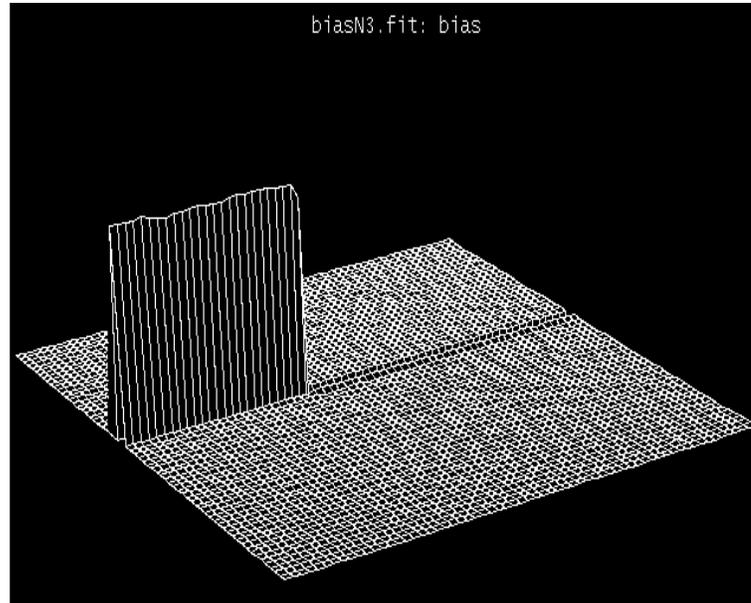
Dentro del proceso de reducciones lo primero que se hace es eliminar de las imágenes el ruido térmico producido por la electrónica y corregirlas de las diferentes sensibilidades que puedan tener los pixeles del detector.

Es posible, entonces, tomar una lectura instantánea del CCD sin exponerlo a la luz. A esta imagen del ruido térmico se le llama BIAS. Para corregir cada imagen de los defectos térmicos es necesario restarle el BIAS.

La Figura 16 muestra la superficie correspondiente a un BIAS. El detector utilizado tiene una columna de pixeles defectuosa, por lo que se observan las prominencias. No es posible hacer fotometría de objetos sobre esa columna, por lo que durante las observaciones se evitó que el objeto de interés cayera cerca de esa columna y durante la selección

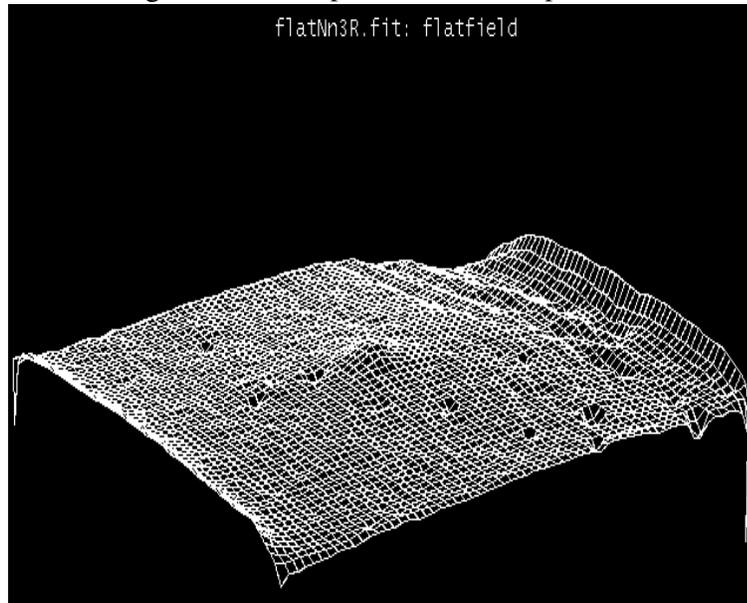
de estrellas de comparación se evitaron estrellas en esa vecindad.

Figura 16. La superficie de un BIAS. El máximo observado se debe a una línea de pixeles defectuosos en el detector.



La otra corrección importante necesaria se debe a que los pixeles del CCD no necesariamente tienen la misma sensibilidad a la luz. Si la sensibilidad de cada pixel varía ligeramente, entonces, el CCD iluminado por una fuente luminosa homogénea o plana, no producirá una imagen plana sino una que parece una superficie con la forma de la inhomogeneidad de sensibilidad del CCD (véase la Figura 17) A una imagen de un campo de iluminación homogénea, se le llama FLAT o campo plano. Este campo es usualmente, como se indicó en el capítulo de observaciones, el cielo del crepúsculo o bien del alba por ser poco intenso y carecer de estrellas. Puesto que el campo es plano, cualquier sesgo o deformidad en la imagen se debe a variaciones de sensibilidad de los pixeles. Al dividir cada imagen entre la del campo FLAT respectivo se corrigen los errores causados por las variaciones de sensibilidad de los diferentes pixeles.

Figura 17. La superficie de un campo FLAT



Durante la noche, cuando se está observando se toman varias imágenes BIAS. Los BIAS se toman haciendo exposiciones con el obturador del detector cerrado. Se toman, a su vez, imágenes FLAT en cada filtro utilizado, R (Rojo) y V (Visible). Las exposiciones de los FLAT's usualmente son del orden de 5 segundos, aunque es necesario compensar el obscurecimiento gradual del cielo durante la puesta del Sol, con el alargamiento del tiempo de exposición, procedimiento que requiere un poco de experiencia.

Lo primero que se hace en las reducciones de BIAS y FLAT es sacar las imágenes promedio BIAS y FLAT respectivamente de las obtenidas en cada noche de observación.

Esta operación se realiza utilizando el paquete DAOPHOT de IRAF y utilizando el comando "imcombine" (Image Combine), mediante el cual es posible combinar varias imágenes en una sola que tendrá el valor medio. Para ejecutar el comando "imcombine" dentro de IRAF, se debe escribir primero el nombre del comando seguido de los nombres de las imágenes BIAS que serán combinadas, separadas por comas y escribiendo en el último lugar el nombre con que se desee la imagen que resulte de la combinación de

imágenes. Para los campos FLAT se debe seguir el mismo procedimiento pero teniendo en cuenta el tiempo de exposición, ya que es necesario que el promedio sea pesado usando el tiempo de exposición como factor de peso. Para esto se debe agregar al final de la instrucción anterior el factor de escala donde se indicará el tiempo de exposición, “exposure”, aunque para esto es necesario que el parámetro “exposure” esté en el encabezado de la imagen (Véase la Tabla V). A continuación, se muestra un ejemplo para cada caso:

a) Para campos BIAS

```
da> imcombine bias1.fit, bias2.fit, ... , biascombi.fit
```

b) Para campos FLAT

```
da> imcombine flat1.fit, flat2.fit, ... , flatcombi.fit scale = exposure
```

Ahora, el FLAT promedio obtenido se debe normalizar. Para hacer la normalización se tiene que hacer primero una estadística del campo FLAT promedio. La estadística de la imagen se obtiene con el comando “imstat” (*Image Statistics*) que proporciona el número total de píxeles en la imagen (NPIX), el valor medio del número de cuentas de los píxeles del detector (MEAN), la desviación estándar (STDDEV), el valor mínimo y el valor máximo de la misma (MIN y MAX respectivamente).

El comando “imstat” se utiliza ingresando dicho comando seguido del nombre de la imagen de interés y obteniendo el resultado desplegado en la pantalla, como se muestra en el siguiente ejemplo:

```
da> imstat nombreimagen.fit
      IMAGE      NPIX  MEAN  STDDEV      MIN      MAX
nombreimagen.fit 1048576 24.6   60.46  -510.2  8200.
```

Como se describió en el capítulo 3, las imágenes CCD están compuestas de un arreglo de puntos debido a las cuentas del detector, distribuidos en una matriz cuadrada de 2048×2048 casillas llamadas píxeles; por lo que es posible realizar operaciones aritméticas con las imágenes como si se tratara de operaciones de matrices.

El campo FLAT se normaliza, dividiendo el FLAT medio entre su valor promedio obtenido de su estadística. Esta operación se ejecuta utilizando el comando “imarit”, que permite realizar operaciones aritméticas con las imágenes.

```
da> imarith flatcombi.fit / 24.6 flatmedio.fit
```

Ahora la imagen “flatmedio.fit” está normalizada por lo que los valores de los pixeles están todos alrededor de 1. Ahora es necesario dividir todas las imágenes de la noche entre el FLAT normalizado para corregirlas del efecto de la variación en la sensibilidad de los pixeles.

Dado que usualmente se trabaja con un gran número de imágenes, el realizar esta operación de forma individual, es decir imagen por imagen, tomaría mucho tiempo por lo que el paquete IRAF permite trabajar con listas de datos. Estas listas son archivos que contienen los nombres de las imágenes que estarán sujetas a alguna operación. Las listas se crean utilizando el comando *UNIX*, “ls” y crea un archivo que contiene los nombres de todos archivos presentes en el directorio que tengan la extensión que se le indique. Para la ejecución de trabajos en serie, utilizando listas, es necesario que la lista de entrada y la de salida tengan el mismo número de elementos. En los siguientes ejemplos se muestra el uso de dichos comandos.

a) Para crear listas de archivos:

```
ls *.fit > NOMBRELISTA
```

Genera una lista cuyo nombre es NOMBRELISTA y que contiene todos los archivos de extensión .fit presentes en el directorio.

b) Para imágenes individuales:

```
da> imarith imagenentrada.fit + imagen.fit imagensalida.fit (suma)
```

```
da> imarith imagenentrada.fit - imagen.fit imagensalida.fit (resta)
```

```
da> imarith imagenentrada.fit × imagen.fit imagensalida.fit (multiplicación)
```

```
da> imarith imagenentrada.fit / imagen.fit imagensalida.fit (división)
```

c) Para listas que contienen imágenes:

```
da> imarith @listaentrada + imagen.fit @listasalida (suma)
da> imarith @listaentrada - imagen.fit @listasalida (resta)
da> imarith @listaentrada × imagen.fit @listasalida (multiplicación)
da> imarith @listaentrada / imagen.fit @listasalida (división)
```

d) Ejemplos de listas de entrada y salida

entrada	salida
imagen1.fit	imagenA1.fit
imagen2.fit	imagenB2.fit
imagen3.fit	imagenC3.fit
⋮	⋮

Una vez que se tienen el BIAS promedio se dividen todas las imágenes estelares entre el FLAT normalizado. Ahora las imágenes estelares están listas para hacer la fotometría sobre ellas.

4.2 Parámetros de la imagen

El paso siguiente consiste en ver la calidad de cada imagen, ésta depende de condiciones atmosféricas tales como el *seeing* que se refiere a una medida de la turbulencia atmosférica; de la humedad y el brillo del cielo; imperantes durante la observación. Los parámetros que han de caracterizar a cada imagen son 3; el nivel medio del brillo de fondo de la imagen o cielo (\bar{X}), la desviación estándar del cielo (σ) y el ancho de las imágenes estelares. Este último parámetro corresponde al ancho total a media altura de la gaussiana del perfil de brillo de las estrellas, a este parámetro se le llamará como FWHM (acrónimo en inglés de *Full Width Half Maximum*).

Para medir estos parámetros se despliega cada imagen. Para desplegar una imagen se necesita una plataforma que permita desplegar imágenes en formato FITS. En el presente trabajo se utilizó el paquete XIMTOOL. El despliegue de la imagen se hace dentro de IRAF, utilizando el comando “*display*” (despliegue) seguido del nombre de la imagen

que se desea desplegar e indicando al final, la pantalla que se desea utilizar en el paquete XIMTOOL ya que con este paquete se tiene la opción de desplegar hasta 4 imágenes. Si se desea un despliegue completo de la imagen se debe de agregar al final la instrucción “fi+”¹, como se muestra en el siguiente ejemplo.

- a) Despliegue de un sector de la imagen en la pantalla 1

```
da> display nombreimagen.fit 1
```

- b) Despliegue completo de la imagen en la pantalla 3

```
da> display nombreimagen.fit 3 fi+
```

Una vez desplegada la imagen se toman los parámetros (\bar{X} , σ y FWHM), utilizando el comando “daoedit” como se muestra a continuación:

```
da> daoedit nombreimagen.fit
```

Al ejecutar dicho comando, aparece un cursor en la imagen desplegada. Con dicho cursor se localizan las estrellas seleccionadas para medir los parámetros de la imagen. Con el cursor sobre la estrella deseada, se pulsa la tecla “r” con lo que aparece en una nueva pantalla la gráfica del perfil radial de la estrella. Los parámetros \bar{X} , σ y FWHM se obtienen del encabezado de la gráfica. En la Figura 18 se muestra el perfil radial de la estrella RXJ0544.6-0121.

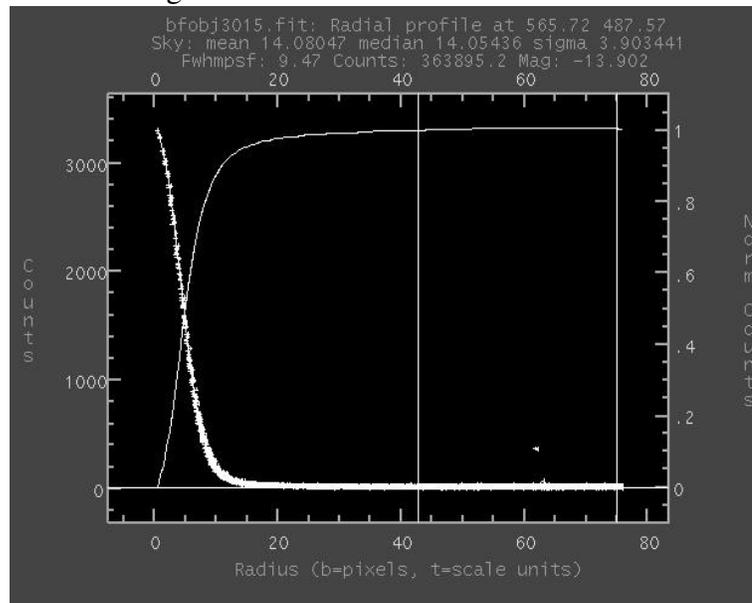
En el encabezado del mismo, se encuentran escritos los datos en el siguiente orden:

```
Nombre de la imagen:  bfbobj3015.fit
Coordenadas de la estrella en la imagen:  565.72 587.87
Cielo:  Media ( $\bar{X}$ ) 14.08047 Mediana 14.05436 Sigma ( $\sigma$ ) 3.903441
Fwhmpsf:  9.47 (FWHM en pixeles)
Cuentas:  363895.2
Magnitud:  -13.902 (magnitud instrumental)
```

Para obtener el gráfico de la superficie de una sola estrella, se presiona la tecla “s” (*Surface Plot*) teniendo el cursor siempre sobre la estrella deseada. Esto es útil para ver

¹La instrucción fi+ depende de la configuración de la paquetería IRAF con que se esté trabajando.

Figura 18. Perfil radial de RXJ0544.6-0121



los perfiles de estrellas particulares (ver Figura 19).

Si durante la noche de la observación el cielo tuvo un *seeing* excepcional, el perfil de la estrella aparecerá como una curva gaussiana bastante fina, con un FWHM reducido; por el contrario, si las condiciones de cielo no son adecuadas, la estrella aparecerá como una gaussiana menos fina y de mayor FWHM. Esto también tiene que ver con el seguimiento del telescopio, ya que si éste no fue bueno, las imágenes estelares estarán alargadas. Es conveniente que las estrellas que se seleccionan sean de distintas regiones del CCD y que *a priori* tengan un tono de intensidad promedio.

A los datos tomados de 3-5 estrellas seleccionadas en por cada imagen se les calcula el promedio y este dato es archivado en la lista a la que corresponda el filtro de la imagen. Estas listas son llamadas “lfV” (lista final para filtro V) y “lfR” (lista final para filtro R).

Una lista típica tiene el siguiente formato:

Figura 19. Superficie gaussiana de RXJ0544.6-0121

bfobj3015.flt: Surface plot of [557-577.477-497]
576

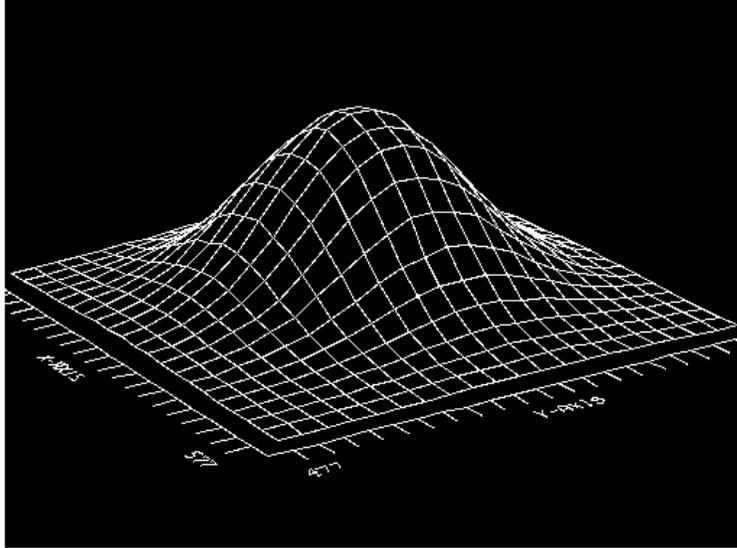


Figura 20. Perfil radial de una estrella difusa

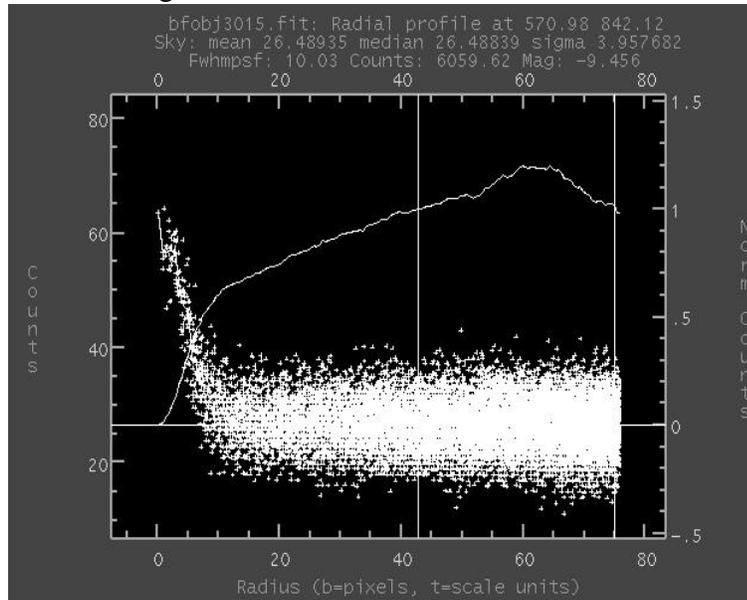


Figura 21. Superficie de una estrella difusa, compárese con la Figura 19

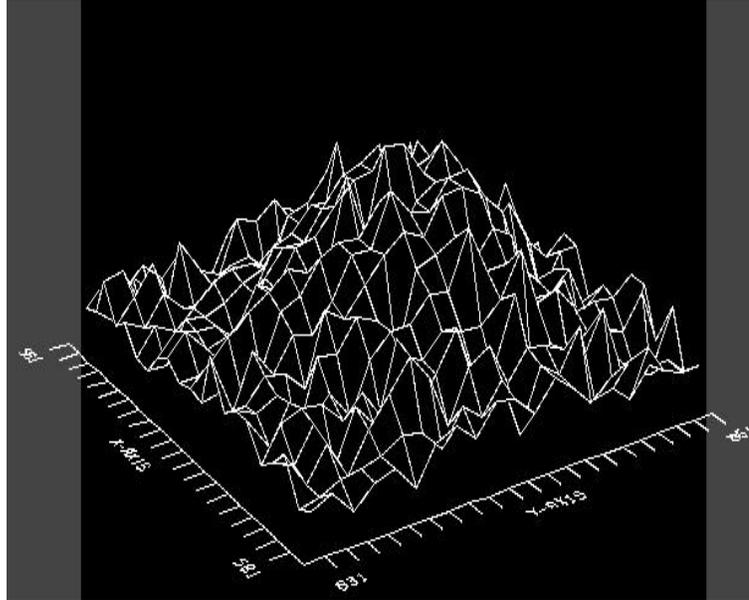


Tabla VI. Ejemplo de un archivo “IfV”

imagen	archivo	\bar{X}	σ	FWHM
coordenadas				
imagen1.fit	imagen1.coo	111.	20.7	8.5
imagen2.fit	imagen2.coo	262.	31.8	6.2
imagen3.fit	imagen3.coo	190.	25.5	7.3
imagenN.fit	imagenN.coo	163.	11.3	5.3

4.3 Generación de archivos de coordenadas

Una vez que se han obtenido los parámetros característicos de cada imagen, se generan los archivos con las coordenadas de las estrellas de cada imagen a las que se les debe de hacer fotometría. Estos archivos de coordenadas se generan con el comando “rimcursor”. Este comando toma las coordenadas (X,Y) de estrellas en una imagen y almacena los valores de las coordenadas en un archivo cuya extensión se ha escogido como “.coo”. En cada imagen se han escogido 5 estrellas, la estrella sujeta a estudio y

cuatro estrellas de comparación. Éstas deben ser, hasta donde sea posible, semejantes en brillo a la primera. Las estrellas de comparación escogidas se muestran en los mapas de identificación de la Figura 13. El comando “rimcursor” funciona sobre una imagen desplegada. Este comando se ejecuta de la siguiente forma;

```
da> rimcursor nombreimagen.fit > nombreimagen.coo
```

Siempre se recomienda utilizar el nombre de la imagen para el nombre del archivo de coordenadas, cambiando únicamente la extensión del archivo; esto se hace para evitar confusiones de archivos. Una vez que se desplegó la imagen, y se ejecutó el comando “rimcursor” se seleccionan con el cursor las estrellas de interés y oprimiendo la barra espaciadora se ingresarán los datos de las coordenadas al archivo de coordenadas. Al terminar, se pulsan las teclas “control” y “z” al mismo tiempo.

Tabla VII. Archivo de coordenadas de una imagen

X	Y
511.484	465.482
923.496	677.491
615.488	807.494
585.486	757.492
257.476	815.494

Cuando ya se tienen listos los archivos de coordendas y los parámetros característicos de cada imagen, se procede a hacer la fotometría de las imágenes.

4.4 Fotometría CCD

La fotometría estelar consiste en medir el brillo de una estrella, en determinadas bandas del espectro electromagnético. El brillo se mide en términos de la magnitud aparente del objeto. Las magnitudes se miden usando una escala logarítmica definida por N. Pogson, en términos de la luminosidad del objeto de la siguiente manera:

$$m = -2.5 \log \ell_i \quad (4.1)$$

Donde ℓ es una medida del flujo luminoso de la estrella, esto puede ser, por ejemplo, el número de fotones por unidad de tiempo. Si se tienen, por ejemplo, dos estrellas con luminosidades ℓ_1 y ℓ_2 , la diferencia de sus magnitudes está dada por:

$$m_1 - m_2 = -2.5 \log(\ell_2/\ell_1) \quad (4.2)$$

Debido al signo menos en ambas ecuaciones (4.1 y 4.2) los objetos más brillantes tienen un valor numérico más pequeño de magnitud que los que corresponden a objetos menos brillantes.

La magnitud de una estrella depende del rango espectral en que se esté midiendo, de la distancia, de la temperatura, de su color y también de la sensibilidad del detector utilizado. Por ejemplo, si se tienen dos estrellas de la misma magnitud, una de color rojo y otra azul; si sus magnitudes se determinaran usando una placa fotográfica, se verá que la estrella azul tendrá una magnitud mayor que la estrella roja.

Por esto se hace necesario especificar cómo se ha medido la magnitud. A las magnitudes medidas en las placas fotográficas se les llama magnitudes fotográficas m_p y a las medidas con el ojo se les llama magnitudes visuales m_v . En la escala de magnitudes de Pogson, las estrellas visibles a simple vista en el cielo tienen magnitudes visuales hasta de 6. La Luna llena en una noche clara tiene una magnitud visual de -12 y el Sol de -26.

Para cualquier tipo de magnitudes que se utilice, la escala es también logarítmica, pero tiene un origen arbitrario que depende de factores como la calidad reflectiva de la óptica del telescopio, la electrónica asociada al detector CCD y la sensibilidad como función de la longitud de onda del detector.

Existen varias formas de hacer fotometría, tales como la fotoeléctrica o la fotográfica. La fotometría fotográfica se hace sobre imágenes en placas valiéndose de un fotómetro de iris que mide los diámetros de las imágenes estelares, éstos se comparan con los diámetros de estrellas estándares también registradas en la placa fotográfica, transformando así las magnitudes instrumentales a magnitudes en el sistema estándar. Una de sus desventajas es que es necesario tener estrellas estándares dentro del mismo campo. Por otro lado, la fotometría fotoeléctrica se hace con ayuda de un fotomultiplicador cuya función es detectar los fotones provenientes de la estrella y transformarlos en corriente eléctrica que se digitaliza para su ulterior análisis.

La fotometría CCD es la técnica más reciente y usa un detector CCD como el que se describió en el Capítulo 3. Esta técnica se ejecuta numéricamente sobre la imagen digitalizada. Es esta técnica la que se ha decidido utilizar y se describe detalladamente a continuación.

Las estrellas sobre la imagen CCD tienen un perfil tridimensional de forma gaussiana, (Véase la Figura 19). El plano de la imagen se puede imaginar como si fuera un mapa en relieve con crestas cuyas alturas corresponden a las magnitudes de las estrellas presentes en el campo y no es poco común que en casos de estrellas muy cercanas unas a las otras, sus gaussianas estén mutuamente contaminadas. Aunque cada estrella es una gaussiana de diferente tamaño, según su magnitud, su perfil o la forma matemática del perfil, es el mismo para todas las estrellas de la misma imagen puesto que están sujetos a las mismas

condiciones atmosféricas e instrumentales.

La intención del fotometrista es determinar el flujo debajo de la gaussiana de cada estrella para transformarlo, por lo pronto, a la magnitud instrumental correspondiente. Para esto es conveniente, entonces, calcular matemáticamente la forma exacta de la gaussiana promedio de las estrellas en cada imagen. Esta superficie gaussiana debe tener la propiedad de poderse escalar a estrellas de diferente magnitud sin alterar sus propiedades matemáticas. A esta función escalable se le llama “Función de dispersión de punto”, o por su acrónimo en inglés PSF (*Point Spread Function*).

Existen muchos factores que contribuyen a la PSF, como por ejemplo la turbulencia atmosférica que distorsiona el frente de ondas de luz incidente, asimismo el guiado del telescopio que, en ocasiones, hace que la imagen se mueva mientras está siendo integrada y por último factores tales como los elementos ópticos y la instrumentación del telescopio. De acuerdo con Mointinho (1999) la PSF se caracteriza por tener tres regiones diferentes:

- a) la zona central que puede aproximarse a partir de una función analítica, como una gaussiana elíptica.
- b) la region exterior, referida usualmente como la *cola* de la PSF y
- c) la zona de transición que une el centro con la cola.

El tamaño de la cola puede variar desde unas décimas de minuto de arco hasta unos 5' de arco, esto viene dado por la apertura que se adopte en diferentes casos, como se explicará más adelante.

Para calcular la PSF correspondiente a una imagen se puede, en principio, recurrir a la tarea PSF de IRAF, que utiliza un conjunto de estrellas seleccionadas por el astrónomo para modelar su perfil. Sin embargo, hay varios pasos y medidas que se deben tomar principalmente para garantizar un buen resultado. La manera de ejecutar estos pasos es

por medio de tareas específicas en IRAF de forma encadenada, para lo cual es conveniente preparar un archivo de comandos ejecutables uno tras otro para grandes series de imágenes, lo que además garantiza la homogeneidad del proceso.

Hay varias formas de determinar la PSF, un método se basa en una descripción analítica para la PSF, otro en la determinación empírica a partir de un buen número de estrellas y existen combinaciones que utilizan ambas. En la presente investigación se eligió la tarea IRAF/PSF, que pertenece a la última clase. En el proceso la tarea PSF modela el centro de la superficie de la PSF con una función analítica elegida entre una lista de funciones, mientras que la cola y la región de transición son modelados después de sustraer la componente analítica al perfil observado.

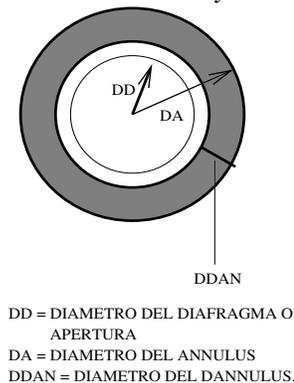
Este conjunto de comandos se le llamó PSF.cl y es un programa escrito en lenguaje de comandos. Este programa utiliza estrellas brillantes de referencia para hacer una primera PSF, luego recalcula la PSF para las estrellas de interés arrojando como resultado las magnitudes instrumentales de la estrella problema y de las estrellas de comparación.

En la Tabla IX (página 67) se muestra el programa PSF.cl. Como puede verse en el encabezado del mismo, las primeras instrucciones sitúan los comandos del programa en el paquete DAOPHOT (líneas 1-4), a continuación el programa lee el fichero o lista "lfv" (línea 5). La lista es como la que se muestra en la Tabla VI (mostrada en la página 59) y en la misma se encuentran las imágenes sobre las que se hará la fotometría; aquí el programa inicia un ciclo donde toma la imagen "s1", lee el archivo de coordenadas "s2" y los parámetros del cielo $\bar{X} = x$, $\sigma = y$ y $\text{FWHM} = z$ (líneas 6 y 7).

Los parámetros con que el programa calcula la PSF se definen en el siguiente bloque de instrucciones localizado en las líneas 8 a la 22. El primero de ellos lee el encabezado de la imagen "s1" con el comando IMHEADER, a continuación se definen los parámetros con que se definen el centrado de la estrella en la imagen y que tiene un valor igual al

FWHM. CENTERPARS.CBOX = FWHM y se calcula la mediana. Se definen el radio, el radio de ajuste y la apertura a las que se les asignó valores que siguen: ANNULUS = $4 \times \text{FWHM}$, DANNULUS = $3 \times \text{FWHM}$ y APERTURES = $4 \times \text{FWHM}$. Con estos valores se hará la fotometría de las estrellas que se usarán para determinar la PSF (Véase la Figura 22).

Figura 22. *Annulus y dannulus.*



Para el cálculo de la PSF se toman en cuenta también, los tiempos de exposición, el ruido y la ganancia del detector, las condiciones del cielo, así como el valor máximo y mínimo de la imagen (líneas 14 a la 19).

Finalmente se definen el FWHM para la PSF, el radio de la PSF y el ajuste de la PSF con los comandos: DAOPARS.FWHMPSF, DAOPARS.PSFRAD y DAOPARS.FITRAD respectivamente, como se muestra en líneas 20 a la 22. Los valores dados a cada uno son los siguientes: PSFRAD= $4 \times \text{FWHM} + 1$ y FWHMPSF = FWHM. Dado lo anterior, la PSF tendrá un valor variable, que como se puede ver depende del valor FWHM de cada imagen.

Las estrellas que usaron para calcular la PSF son las mismas estrellas de comparación. La PSF debe construirse iterativamente: una primera aproximación a la PSF se genera directamente a partir de las estrellas PSF en la imagen que después se utiliza para eliminar las estrellas vecinas a la estrella de interés. En las líneas 23 - 30 el programa ejecuta

una primera corrida para calcular las PSF que usará como referencia para determinar las PSF finales de la imagen. En este proceso el programa despliega la imagen a la que le está calculando la fotometría y genera archivos que contienen las magnitudes de primera corrida.

A partir de esta primera PSF el programa genera una nueva PSF, en la cual no aparecerán las estrellas vecinas a las estrellas indicadas. Este proceso de generar una PSF y mejorar la sustracción de vecinos se continúa hasta que los residuos de los perfiles eliminados son aceptables.

Para eliminar de la PSF las estrellas vecinas, se utiliza la tarea NSTAR y SUBSTAR (líneas 31 - 33). El primero realiza ajustes simultáneos de la PSF a las estrellas de un grupo proporcionando la fotometría de cada estrella, en este proceso se define grupo al conjunto formado por la estrella PSF y sus estrellas vecinas. El segundo comando utiliza las magnitudes ya calculadas como un factor de escala que se aplica a la PSF para sustraer las estrellas vecinas y generar una imagen *libre de vecinos*.

Una vez que se tiene la PSF se mide la magnitud de todas las estrellas de la imagen con el comando ALLSTAR. Este comando organiza las estrellas en grupos, ajusta la PSF simultáneamente a todas las estrellas en cada grupo, y obtiene para cada estrella su magnitud, el error fotométrico interno y χ la bondad de ajuste. Finalmente con el comando PDUMP el programa genera varios archivos que contienen información referente a el proceso relacionado con el cálculo de la PSF. En particular, nos interesan los archivos de extensión “.fit0” los que contienen la fotometría de las estrellas de interés calculada en magnitud instrumental. En la Tabla VIII se muestra como ejemplo el archivo “.fit0”.

Tabla VIII. Archivo “.fit0” de una imagen

ID	X	Y	m_i
1	548.468	489.066	13.615
2	238.003	409.655	13.257
3	132.426	349.462	16.487
4	510.058	298.095	15.632
5	859.774	309.551	14.148

Tabla IX. El programa PSF

```

(1) ñoao
(2) digiphot
(3) daophot (4) ptools
(5) list = "lFV"
(6) for (i = 1; i j= 2; i += 1){
j = i+1
(7) while (fscan (list, s1, s2, x , y , z) != EOF)
{
(8) imheader (s1)
(9) centerpars.cbox = z
(10) fitskypars.salgori = "median"
(11) fitskypars.annulus = 4*z
(12) fitskypars.dannulus = 3*z
(13) photpars.apertures = 4*z
(14) datapars.exposur = "EXPTIME"
(15) datapars.ccdread = "RDNOISE"
(16) datapars.epadu = 1.89
(17) datapars.sigma = y
(18) datapars.datamax = 28000
(19) datapars.datamin = x-(7*y)
(20) datapars.fwhmpsf = z
(21) daopars.psfad = (4*z)+1
(22) daopars.fitrad = z
(23) display (s1,1, fi+)
(24) phot ( s1, s2, s1//".m", verify-)
(25) pstselect (s1,s1//".m",s1//".pst", inter-, verify-)
(26) psf (s1, s1//".m", s1//".pst", s1//".psf.1", s1//".pst.2", s1//".psg.1",
(27) varorder = -1, inter-,
(28) verify-, ÿÿ s1//".psf")
(29) for (i = 1; i j= 1; i += 1){
(30) print "step"(i)
j = i+2
k = i+1
(31) ñistar (s1, s1//".psg."//i, s1//".psf."//i, s1//".nst."//i, rejfile="",
(32) verify-, verbose-)
(33) substar (s1, s1//".nst."//i, s1//".pst."//k,s1//".psf."//i, s1//".sbt."//i,
(34) verify-, verbose-)
psf (s1//".sbt."//i, s1//".m",s1//".pst."//k, s1//".psf."//k,
s1//".pst."//j, s1//".psg."//k, inter-, verify-, ÿÿ s1//".psf")
}
(35) hselect (s1, "object,filter,ut,date-obs,exptime", "naxis=2", ÿ s1//0)
(36) allstar (s1, s1//".m", s1//".psf.2", s1//".als.1", s1//".arj.1",
s1//".sub.1", fitsky = yes, sannulus = 4*z, wsannulu = 3*z, verify-, verbose-)
(37) pdump (s1//".als.1", "ID,XCENTER,YCENTER,MAG", "yes", ÿÿ s1//0 )
}
}
(38) list = ""

```

4.5 Cálculo del día juliano

Los análisis que se harán a partir de este momento se realizarán fuera del ambiente IRAF, con programas escritos en FORTRAN 77. Ya que se han obtenido las magnitudes instrumentales de los objetos de interés con los paquetes de IRAF solamente será necesario tener un registro del tiempo adecuado, en el que se obtuvieron las observaciones para poder estudiar la variabilidad y temporalidad de los posibles cambios de brillo. Este registro temporal, conviene tenerlo en una forma tal, que permita realizar comparaciones de una forma fácil y práctica. Es por eso que se hace necesario convertir las fechas de calendario civil a fechas dadas en días julianos. En el siglo XVI el historiador Joseph Justus Scaliger (1540-1609) trató de resolver, de una manera conveniente, el problema que existía en los calendarios para referirse a intervalos de tiempo grandes, introduciendo un único sistema de datación con el que se lleva un registro del número de días transcurridos entre dos fechas.

A este sistema se le conoce como juliano y tiene un ciclo de 7980 años. En éste sistema, cada año está caracterizado por 3 números (S,G,I), asociados respectivamente a tres ciclos que son: a) El ciclo solar de 28 años (S), que es el período en el cual los días de la semana y las fechas se repiten en el calendario juliano. b) El ciclo lunar (también conocido como “ciclo de los números de oro”) de 19 años (G), que es el período en el que se repiten (aproximadamente) las fases de la Luna en las mismas fechas del calendario juliano. c) El ciclo de indicción que dura 15 años (I), y que está asociado a un ciclo romano de impuestos de origen desconocido (Meyer, P. 2001)

Scaliger encontró que una combinación dada de los números (S,G,I) se repetirá al cabo de 7980 años (es decir, $28 \times 19 \times 15$) y bautizó a este número como período juliano, debido a que utiliza el calendario juliano como referencia. El origen (es decir, la fecha donde empieza el primer período juliano), está dado de acuerdo con el año al que corresponda la combinación de números ($S = 1, G = 1, I = 1$). Scaliger, basado en los números

(S,G,I) que corresponden al año de nacimiento de Cristo, calculó que el primer período juliano inició el día 1 de enero del año 4713 A.C. (calendario juliano) y terminará el 31 de diciembre del 3267 D.C. (calendario juliano).

Utilizando el período juliano, se le ha asignado un número a cada día transcurrido desde el mediodía, Tiempo universal (T.U.), u hora del meridiano de Greenwich, del 1 de enero del año 4713 A.C. Esta fecha es el día juliano número 0. Los días julianos inician al mediodía de Greenwich por convención. Por ejemplo al mediodía del 24-II-1999 (fecha dada en el calendario civil de uso cotidiano), han transcurrido 2451236 días julianos desde el origen. Una componente decimal se debe utilizar para tomar en cuenta la fracción de día que ha transcurrido desde el mediodía anterior, por ejemplo, la fecha juliana para el día 24-II-1999 a las 6:00 AM en Greenwich es 2451236.75 días.

En la astronomía, este sistema de conteo de días, fue introducida en el año de 1849 por el astrónomo inglés Sir John Friederick William Hershel (1792-1871). Los astrónomos utilizan este sistema debido, entre otras cosas, a que es más sencillo determinar el número de días transcurridos entre dos sucesos.

Como se puede apreciar en la Tabla V, entre los datos que conforman el encabezado de una imagen están: la fecha en que se realizó la observación y la hora. La fecha se almacena utilizando el calendario civil, que es el calendario de uso cotidiano y la hora se almacena en Tiempo Universal. Para hacer la transformación del calendario civil al calendario juliano se utiliza el siguiente algoritmo:

$$JD = 24105020 + (365) \times (A - 1900) + DTA + NAB1900 - 0.5 + TU/24 \quad (4.3)$$

donde,

JD = Día juliano a las 0^h Tiempo Universal.

A = Año de la fecha a la que se le desea calcular el día juliano.

DTA = Días transcurridos en el año en cuestión.

$NAB1900$ = Número de años bisiestos transcurridos desde 1900.

TU = Fracción del día transcurrido en Tiempo Universal.

En la práctica, el cálculo de la fecha juliana se hace con el programa JD escrito en FORTRAN 77. Existen dos versiones de este programa, una que calcula la fecha juliana para años posteriores a 2000 llamado “jd2000.for” y otra para años anteriores al 2000, llamado simplemente “jd.for”. Lo que hace este programa es tomar de los archivos de extensión “.fit0” la fecha y la hora, que tienen escrita en calendario civil; y utilizando la ecuación 4.3, el programa calcula el día juliano. El resultado, junto con magnitudes, la hora y la fecha se almacenan en archivos con extensión “.jd” según se muestra en la Tabla X donde el día juliano aparece en la columna del extremo derecho. El programa JD lee este archivo y ejecuta el cálculo para cada archivo “.fit0” y escribe en el archivo ‘jd’ correspondiente. Debido a que se manejan grandes cantidades de archivos, se trabaja utilizando listas de archivos (Tabla XI) donde se enlistan los nombres de los que intervienen en el proceso.

Tabla X. Ejemplo de archivo “.jd”

ID	X	Y	Mag.	TUD	F C	DJ
1	534.22	473.16	14.787	4.9211	1 3 99	2451238.705
2	223.73	393.83	14.528	4.9211	1 3 99	2451238.705
3	118.20	333.67	17.731	4.9211	1 3 99	2451238.705
4	495.76	282.23	16.647	4.9211	1 3 99	2451238.705
5	845.47	293.58	15.151	4.9211	1 3 99	2451238.705

Tabla XI. Lista de entrada para el programa “jd.for”.

```
imagen1.fit0 imagen1.jd
imagen2.fit0 imagen2.jd
imagen3.fit0 imagen3.jd
      :           :
imagenN.fit0 imagenN.jd
```

4.6 Fotometría diferencial y ordenamiento de datos

La fotometría diferencial consiste en calcular la diferencia de magnitudes entre la estrella sujeta a estudio y las magnitudes de las estrellas que se escogieron como comparación. Esta técnica es la preferida para estudiar estrellas variables. Si las estrellas de comparación se escogen cercanas a la estrella problema, todas estarán sujetas aproximadamente a la misma extinción atmosférica y ésta se cancela al tomar la diferencia de magnitudes, por lo que la precisión de la fotometría diferencial suele ser alta y su ejecución más rápida.

El programa “ccddifer.for” se encarga de ejecutar la fotometría diferencial. Lee las magnitudes instrumentales contenidas en los archivos con extensión “.jd”, (calculados por el programa “psf.cl” y “jd.for”, descritos en las secciones 4.4 y 4.5) y produce un archivo al que se le llamó “resultados” donde aparecen: la identificación de cada estrella sujeta a estudio (ID), el filtro utilizado (F), el número de índice de identificación de las estrellas, 1 para la estrella problema y de 2 a 5 para las estrellas de comparación (N); las diferencias de magnitud entre la estrella sujeta a estudio (1) y las estrellas de comparación, así como la fecha juliana (JD) de cada imagen. En total, se tienen tantos archivos de resultados como noches por temporada de observación. Como ejemplo, los resultados para la estrella RXJ0512.3-0255 (o143) se muestran en la Tabla XII.

Hecho esto, los datos de todas las noches de observación se juntaron, utilizando un editor de texto, para conformar un único archivo de resultados. Una vez que están juntos todos los archivos de resultados de cada temporada, se procede a ordenarlos de tal manera que queden juntas todas las observaciones de una misma estrella. Esto se hace ejecutando el programa CCDJUNTA, el cual lee el archivo de resultados y genera un archivo ordenado de acuerdo con la identificación (ID) y el filtro (F). Asimismo, incluye los datos que

Tabla XII. Correcciones de fechas julianas

ID	F	N	1-2	1-3	1-4	1-5	JD
o143	V	1	-3.449	-0.507	-0.129	-2.395	2451237.641
o143	V	2	0.000	2.942	3.320	1.054	2451237.641
o143	V	3	-2.942	0.000	0.378	-1.888	2451237.641
o143	V	5	-3.320	-0.378	0.000	-2.266	2451237.641
o143	V	4	-1.054	1.888	2.266	0.000	2451237.641
o143	R	1	-3.455	-0.414	-2.357	-0.300	2451237.644
o143	R	2	0.000	3.041	1.098	3.155	2451237.644
o143	R	3	-3.041	0.000	-1.943	0.114	2451237.644
o143	R	4	-1.098	1.943	0.000	2.057	2451237.644
o143	R	5	-3.155	-0.114	-2.057	0.000	2451237.644

ya se tenían en el archivo de resultados; el índice de identificación (N), JD y estrellas de comparación. Este archivo de resultados de la temporada tiene el aspecto mostrado en la tabla XIII.

Al generar los archivos de resultados, se tienen, finalmente, los datos que se utilizarán para buscar variabilidad en las estrellas y calcular su periodicidad, como será descrito en el siguiente capítulo.

Tabla XIII. Ejemplo de archivo de resultados

ID	F	N	N-2	N-3	N-4	N-5	JD
o143	V	1	-3.423	-0.466	-2.355	-0.087	2451240.631
o143	V	1	-3.462	-0.524	-2.440	-0.182	2451233.660
o143	V	1	-3.496	-0.567	-2.443	-0.185	2451236.679
o143	V	1	-3.476	-0.539	-2.429	-0.163	2451235.657
o143	V	1	-3.568	-0.643	-2.527	-0.163	2451238.625
o143	V	1	-3.423	-0.506	-2.375	-0.123	2451239.636
o143	V	1	-3.449	-0.507	-2.395	-0.129	2451237.641
o143	V	1	-3.408	-0.464	-2.350	-0.169	2451241.613
oo18	V	2	0.000	1.539	2.050	0.586	2451233.628
oo18	V	2	0.000	1.574	2.058	0.601	2451235.611
oo18	V	2	0.000	1.555	2.033	0.592	2451235.613
oo18	V	2	0.000	1.534	2.041	0.587	2451236.706
oo18	V	2	0.000	1.519	2.008	0.575	2451237.616
oo18	V	2	0.000	1.541	2.042	0.600	2451238.640
oo18	V	2	0.000	1.460	2.044	0.632	2451239.643
oo18	V	2	0.000	1.592	2.066	0.639	2451240.635
oo18	V	2	0.000	1.523	2.033	0.619	2451241.620
o690	R	4	-1.138	1.470	0.000	-0.252	2451233.798
o690	R	4	-1.164	1.447	0.000	-0.278	2451232.811
o690	R	4	-1.111	1.470	0.000	-0.247	2451236.808
o690	R	4	-1.129	1.471	0.000	-0.250	2451237.807
o690	R	4	-1.140	1.501	0.000	-0.224	2451239.804
o690	R	4	-1.162	1.426	0.000	-0.278	2451241.789

5. DETECCION DE VARIABILIDAD

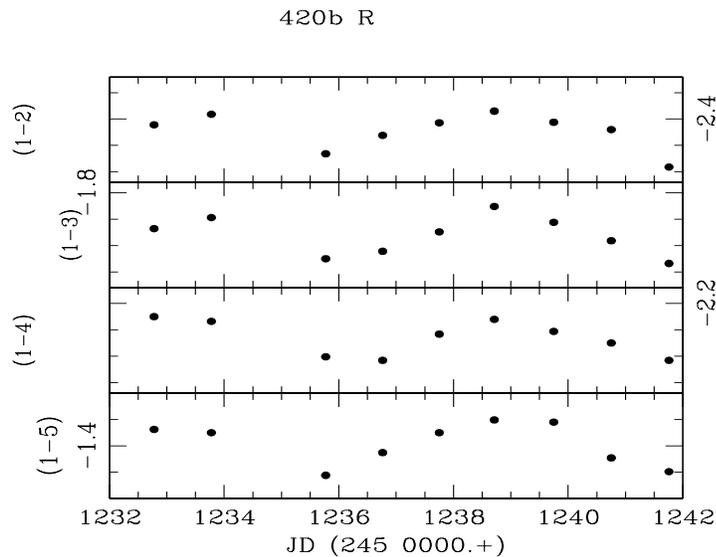
Para detectar estrellas variables en el grupo de cada T Tauri de la muestra, se siguieron dos criterios: a) el análisis de las curvas de luz de cada estrella de la muestra conformadas por las diferencias de magnitud y su comportamiento en el tiempo, b) el examen de los valores de la desviación media σ respecto al valor medio de los valores de la fotometría diferencial individuales. Para el caso (a), se corrió el programa SELECTA escrito en FORTRAN. El programa SELECTA permite seleccionar una estrella en particular del archivo general de resultados de la fotometría diferencial, indicándole, el nombre de la estrella problema, el filtro de interés y la combinación de estrellas de comparación que se desea estudiar, por ejemplo 1-2, 1-3 etc.

Hecho esto, el programa SELECTA produce dos archivos. En uno se encuentran las instrucciones con las que se le indica al programa que hará la gráfica, el formato en que se desea la gráfica de la curva de luz, a este archivo se le llamará “macro” y está preparado para el paquete de graficación SUPER MONGO. En el otro archivo se encuentran los datos de la fotometría diferencial que la “macro” usará para hacer la gráfica. Una curva de luz es una gráfica en un plano cartesiano donde en el eje X se representa al tiempo en días Julianos y en el eje Y la diferencia de magnitudes instrumentales entre el objeto y las estrellas escogidas como comparación. En el presente caso, dado que se tienen cuatro estrellas de comparación se producirán cuatro curvas de luz, una por cada estrella problema. Siguiendo este criterio, se examinaron las curvas de luz de cada estrella, cuidando que el programa SELECTA produjera siempre la misma escala vertical para todas las es-

trellas, lo que facilita la distinción entre el ruido de la fotometría y una variación *real* de la estrella.

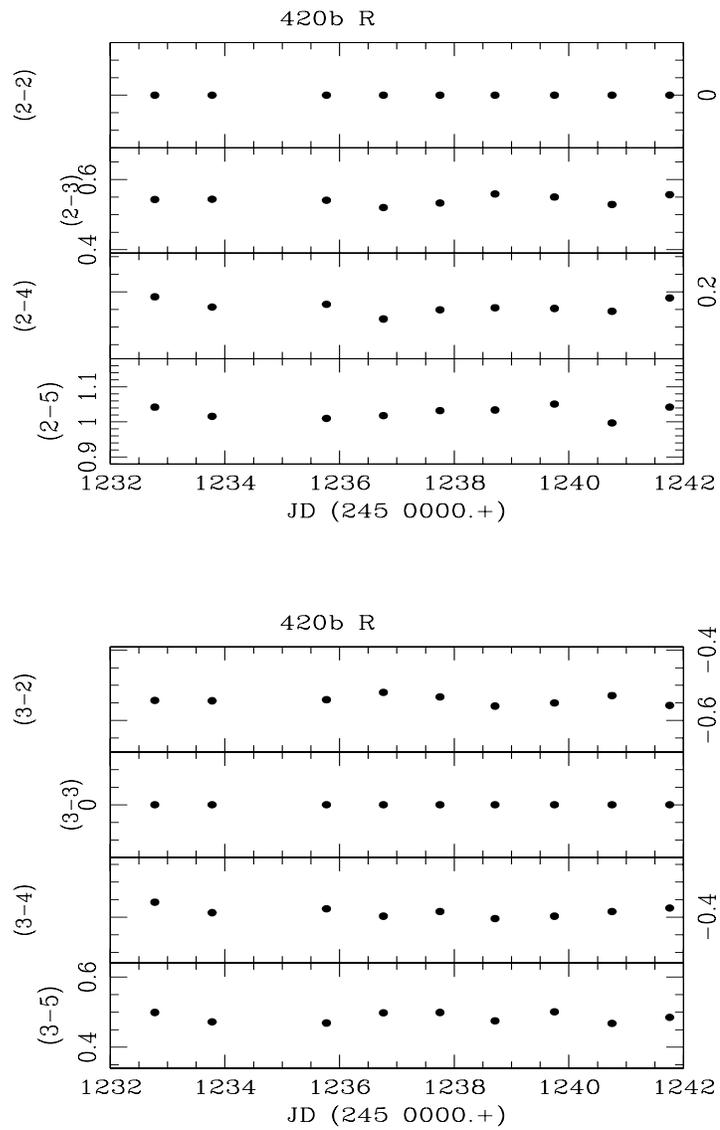
Si la estrella es variable se tendrán en la gráfica, cambios de magnitud apreciables y mayores que el ruido, definido por dos estrellas no variables y cuya diferencia de magnitud está sujeta solamente al ruido de la fotometría. En la Figura 23 se muestra como ejemplo la curva de luz para el objeto o420b (RXJ0532.4+0131b). Cada panel muestra las diferencias de magnitud de la estrella problema (1) con cada una de las estrellas de comparación, esto es 1-2, 1-3, 1-4 y 1-5 como función del tiempo en días julianos, nótese que es la misma escala vertical para los 4 paneles. Se debe notar que la variación tiene el mismo comportamiento en los 4 paneles lo cual indica que, muy probablemente 1, la estrella problema o420b es variable.

Figura 23. Curva de luz para o420b (RXJ0532.4+0131b), respecto a cada una de las estrellas de comparación de su grupo.



Para confirmar que la variabilidad se debe al objeto de estudio y no a las estrellas de comparación, se debe verificar que las estrellas de comparación no presentan variacio-

Figura 24. Curvas de luz, en el filtro R para las estrellas de comparación (2) y (3) del grupo del objeto 420b (RXJ0532.4+0131b), véase la carta para RXJ0532.4+0131b en figura 2.1 como referencia.



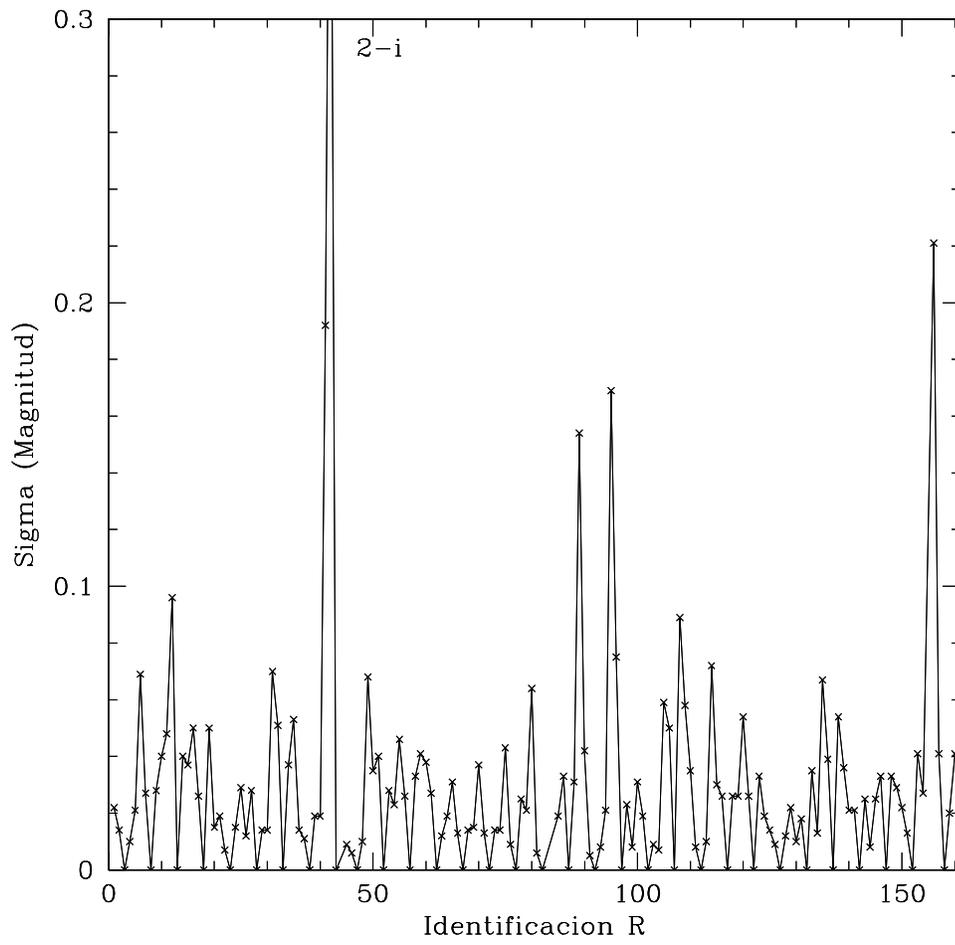
nesde magnitud. Esto se hace siguiendo el criterio ya explicado: analizando las curvas de luz de dichas estrellas. Para ilustrar lo anterior, se muestra en la figura 24 la gráfica de las estrellas de comparación (2) y (3) del grupo del objeto o420b, de nuevo nótese la misma escala vertical. Como puede apreciarse, no existen variaciones como las de la Figura 25, sino solamente una pequeña variación azarosa que se debe a las incertidumbres intrínsecas en la fotometría, por lo que se deduce que la estrella o420b es variable.

Este mismo procedimiento se siguió con toda la muestra con excepción de los objetos o597 (RXJ0539.8-0138), o627 (RXJ0541.4-0324) y o672 (RXJ0544.2-1306), debido a que para estos objetos se contaba con menos de 3 observaciones, lo que se produce muy pocos puntos para realizar la curva de luz, no siendo posible concluir acerca de la variabilidad de los mismos.

Para el criterio b), el análisis de las desviaciones estándar (σ) de las magnitudes instrumentales de las estrellas, se hizo lo siguiente: para estrellas que no varían realmente, los valores individuales de la fotometría diferencial están muy cercanos al valor medio de todas las mediciones, por lo que les corresponde un valor de σ bajos. El caso contrario, ocurre para las estrellas que sí presentan variaciones. En la Figura 25 se muestra una gráfica de los valores de σ para todos los objetos en el filtro R. Este es un diagrama en el que se ha graficado en el eje X un índice numérico arbitrario que identifica tanto a las estrellas problema como a las estrellas de comparación. En el eje Y se grafica el valor de σ de las diferencias de la estrella 2 de cada grupo, menos la estrella i -ésima, es decir, $2-i$. Nótese que en cada grupo $2 - 2 = 0$ y por eso las líneas quebradas tocan el eje horizontal regularmente, una vez en cada grupo. Por brevedad, se ha ilustrado sólo el caso $2-i$ pero buscando consistencia se han construido y analizado los diagramas $3-i$, $4-i$ y $5-i$.

Este diagrama permite, también, una estimación de la incerteza general de la fotometría diferencial, que estimamos en 0.035 magnitudes. Usando este método se tiene

Figura 25. Sigmas vs. identificación



también la posibilidad de determinar si existen problemas con la fotometría de alguna estrella, como el caso de los objetos o229 (RXJ0519.9+0552) y o595 (RXJ0539.8-0205) debido a que los objetos de interés quedaron dentro de la columna de pixeles malos del detector, mencionada en la sección 4.1.

Mediante el empleo de ambos criterios se encontraron 19 estrellas variables de las que 17 son TTLD y 2 son estrellas de comparación. Se encontró también que 3 estrellas de la muestra de TTLD, no presentan variaciones. Finalmente, para los 15 objetos restantes no se puede concluir si existe variabilidad debido a que 10 tienen demasiado ruido asociado a la fotometría de los objetos, 3 cuentan con pocas observaciones y 2 tienen los problemas de fotometría ya descritos. En la tabla XIV se muestran los resultados obtenidos.

Para el caso de las estrellas variables que corresponden a las comparaciones, éstas son identificadas de acuerdo con el número índice, que les corresponde en cada grupo en la Tabla XIV.

Tabla XIV. Resultados

Objeto (RXJ)	Conclusión	Objeto (RXJ)	Conclusión
RXJ0501.1+0642	V	RXJ0532.4+0131b	V
RXJ0503.8-1130	*	RXJ0532.4-0713	*
RXJ0507.8-0931	V	RXJ0532.5-0421	V
RXJ0509.0-0315	*	RXJ0532.6-0522	V
RXJ0511.7-0348	V (2)	RXJ0533.1+0224	V (5)
RXJ0512.3-0255	*	RXJ0534.7+1114	V
RXJ0518.0-1146	NV	RXJ0536.7+0907	V
RXJ0518.0+0712	V	RXJ0539.3+0918	V
RXJ0518.6+0959	V	RXJ0539.8-0205	•
RXJ0519.9+0552	△	RXJ0539.8-0138	△
RXJ0523.1-0440	NV	RXJ0539.9+0956	*
RXJ0523.7+0652	*	RXJ0540.5-0121	V
RXJ0524.1+0730	*	RXJ0541.3+0027	*
RXJ0528.0-0053	V	RXJ0541.4-0324	•
RXJ0529.4+0041	*	RXJ0541.9-0556	*
RXJ0530.7-0434	V	RXJ0544.2-1306	•
RXJ0530.9+1015	V	RXJ0544.6-0121	V
RXJ0536.1-0732	V	RXJ0546.1+1232	NV
RXJ0532.4+0131a	V		

V = Objeto variable, los números en paréntesis indican qué estrella dentro del grupo es la variable.

NV = Objeto no variable.

* = Fotometría ruidosa.

• = Objeto con pocas observaciones.

△ = Problemas de fotometría (Ver texto).

6. PERIODICIDAD DE LAS ESTRELLAS VARIABLES

6.1 Curvas de luz

Una vez que se ha detectado la variabilidad de una estrella, deseamos averiguar si las variaciones son periódicas y cuál es el valor del período. Para calcular la periodicidad en una serie de valores asociados a un fenómeno variable y muestreados en intervalos no igualmente espaciados, se pueden aplicar algoritmos basados en las transformadas de Fourier de la serie de datos. Un algoritmo bien conocido fue el desarrollado por T. J. Deeming y uno de los primeros aplicables a datos desigualmente espaciados en el tiempo.

Para calcular los períodos de las estrellas variables encontradas se graficaron las curvas de luz respectivas para cada variable encontrada. En una curva de luz se grafican los datos de magnitudes, que representan las variaciones de brillo, como función del segmento en el ciclo de variaciones en fase.

La fase está definida como la parte fraccionaria de la siguiente expresión:

$$\phi = \text{Parte Fraccionaria}(t_i - E/P) \quad (6.1)$$

donde t_i es el tiempo (expresado en días julianos) de cada observación, E es la época u algún origen arbitrario de las mediciones, usualmente, suele tomarse como referencia el momento en el que la estrella alcanza un mínimo o un máximo en su brillo. Finalmente, P el período de la estrella expresado en días.

Es fácil notar que la fase es una medida de la fracción del ciclo de variación correspondiente a cada magnitud.

6.2 Determinación del período

Para lograr una determinación precisa del período de variación de una estrella variable, es necesario observar durante un tiempo lo más largo posible. También es conveniente que la cantidad de las observaciones sea grande para evitar el problema de alias o períodos falsos introducidos por la carencia de observaciones. Éstos últimos, se deben a que las periodicidades de las estrellas se combinan con la de los hábitos del observador.

Por ejemplo, si se observa una estrella una sola vez y más o menos a la misma hora cada noche durante varios meses. Un análisis de períodos podría sugerir períodos de 1 día y de unos 30 días, que son las periodicidades con las que se observan los datos que no están asociados a la estrella. Si se observa la estrella toda la noche, tal vez se descubra que varía con un período de unas pocas horas. Para evitar los períodos espúreos o falsos, es conveniente muestrear tan densamente y durante un tiempo tan largo como sea posible, variando los tiempos de observación y observando durante temporadas largas. Lamentablemente, eso no es posible debido a que para las observaciones no se dispone de mucho tiempo en los telescopios y también puede darse el caso de que el cielo esté nublado impidiendo realizar observaciones continuas durante la noche.

Una serie muy larga de observaciones no se obtiene fácilmente y muchas veces aún un valor preliminar es difícil de estimar.

En el presente caso, se tienen alrededor de 8 observaciones para la gran mayoría de estrellas de la muestra y, por lo tanto, se cuenta con un número limitado de puntos en las gráficas, lo que dificulta el cálculo preciso del período.

Debido a lo anterior, no es posible utilizar técnicas de ajuste como las descritas por Deeming (1975) entre otros, para calcular el período de las variables T Tauri.

El método que se siguió para calcular el período, consistió en ajustar los datos de cada estrella, a una función senoidal con un período escogido a partir de las curvas de luz ya descritas en el Capítulo 5 (ver figuras 22 y 23). Este ajuste tendrá una dispersión dada por la desviación estándar (σ), que indica qué tan separados están los puntos de la curva propuesta. A un buen ajuste le corresponde un valor de σ bajo, mientras que a un ajuste malo le corresponderá un valor de σ alto. Siguiendo este criterio, se hicieron varios ajustes alrededor del valor inicial escogido y se construyeron gráficos de σ vs. período.

Se tomó como mejor período a aquel que presentase el valor de σ mínimo, es decir el mejor ajuste. Como ejemplo, se muestra el caso del objeto o138 (RXJ0511.7-0348) mostrado en la Figura 26 donde se puede apreciar cómo se minimiza el valor de P , encontrándose que el mejor período para éste objeto es de 4.20 días.

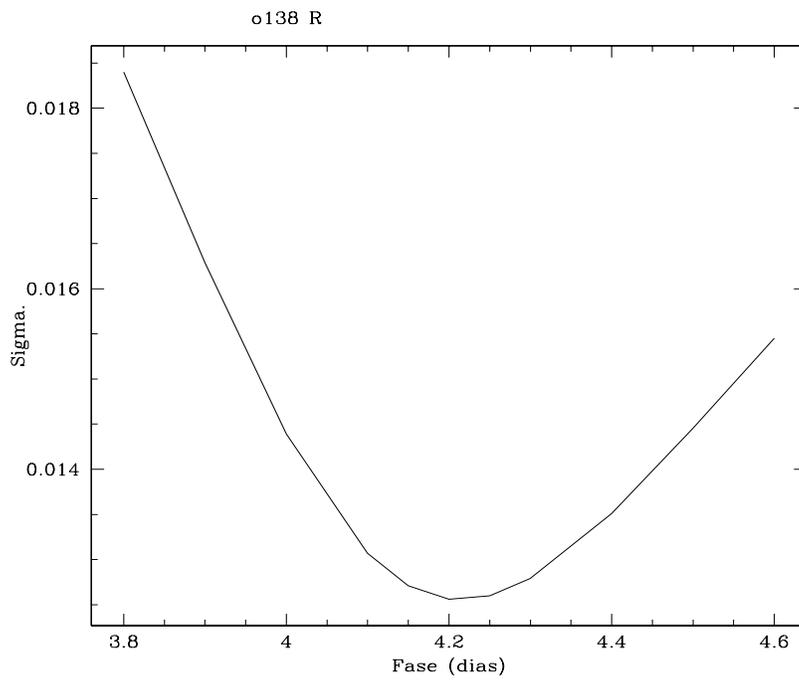
Todos los ajustes fueron realizados utilizando la siguiente ecuación:

$$f(t) = A_0 + \sum_{k=1}^n A_k \cos[2\pi k(t_i - E)/P + \phi_k] \quad (6.2)$$

donde A_0 es la amplitud inicial de la función, A_k , la amplitud de la i -ésima función de la sumatoria de cosenos, k es el número de onda, t_i representa al tiempo, E es la época, P representa al período y ϕ representa la fase.

Con este procedimiento se encontraron los períodos de las estrellas que presentan variaciones. Una vez obtenidos estos datos, se confeccionaron los diagramas de fase para cada estrella variable mostrados en la Figura 27.

Figura 26. Gráfico de σ vs. Período estimado para RXJ0511.7-0348 ($\sigma 138$) en el filtro R, nótese como se minimiza el error del ajuste para $P = 4.2$ días.



Los valores del períodos (P), amplitudes (A) y efemérides (E), se muestran en la Tabla XV. Asimismo, se mencionan algunos comentarios surgidos (comunicación privada con la Dra. Matilde Fernández Hernández) a partir de observaciones realizadas por otros astrónomos en Granada, España.

Figura 27. Curvas de luz para las variables encontradas. Cada panel ha sido dividido en dos secciones, una donde se muestra el ajuste de la curva de luz y en el otro la no periodicidad de la estrella de comparación.

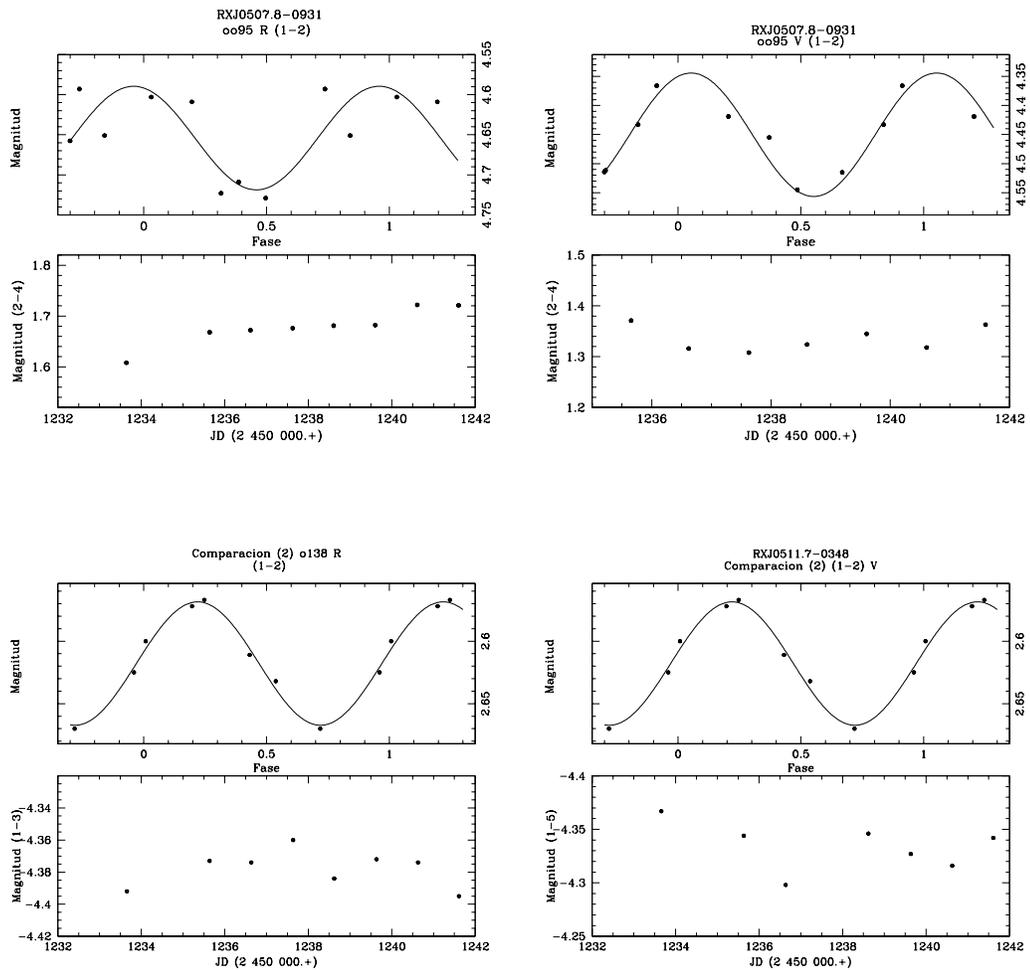


Fig. 27. Continuación

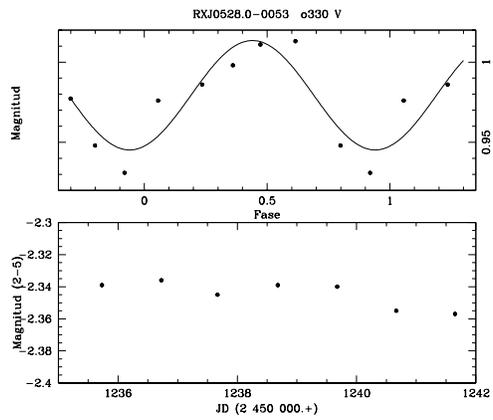
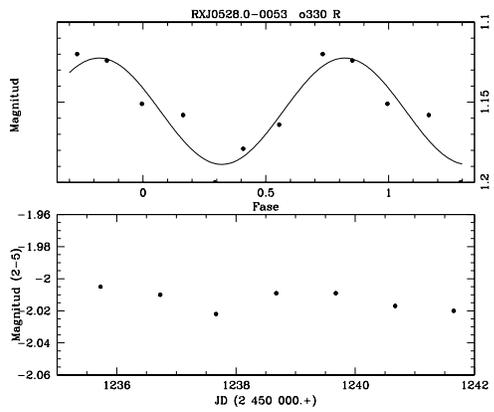
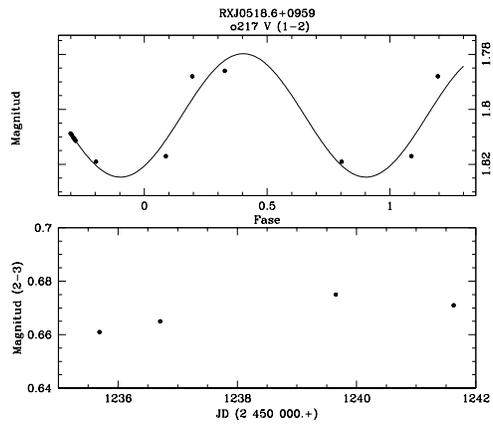
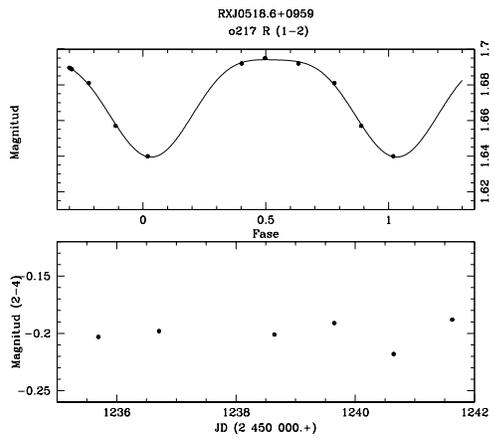


Fig. 27. Continuación

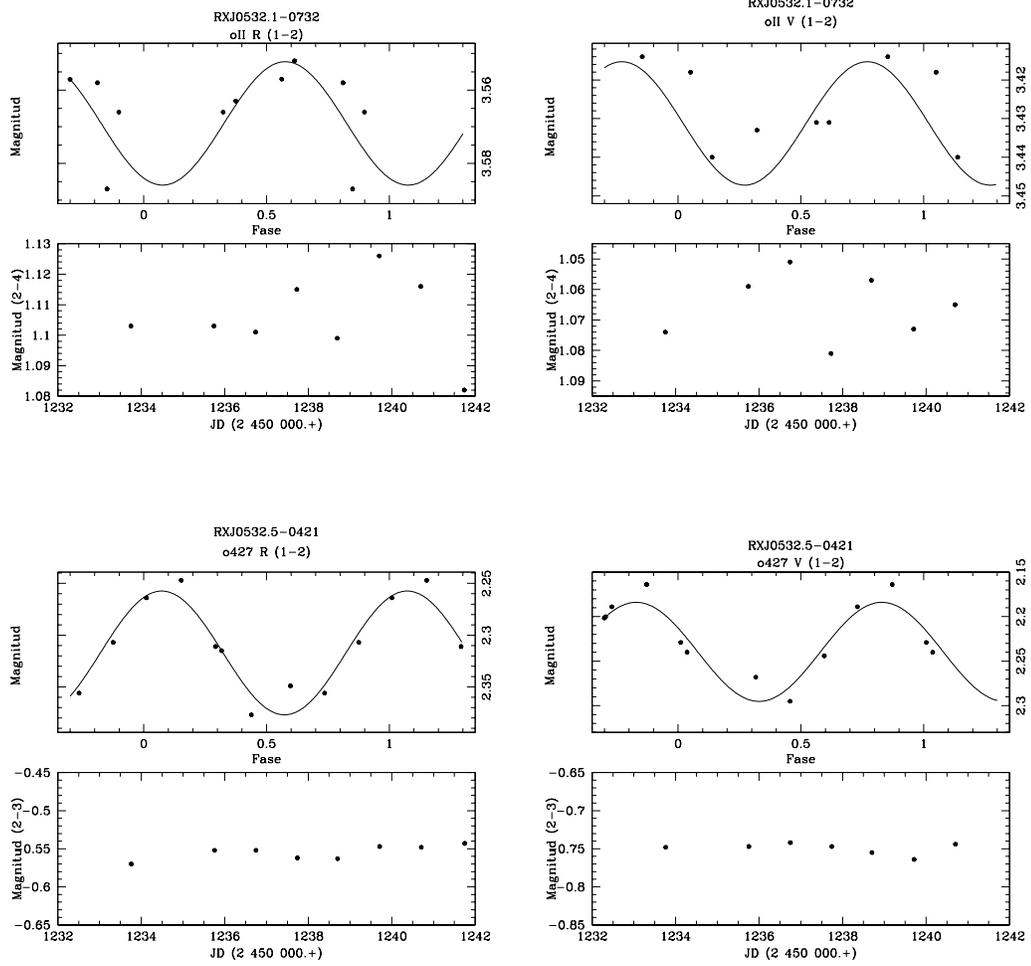


Fig. 27. Continuación

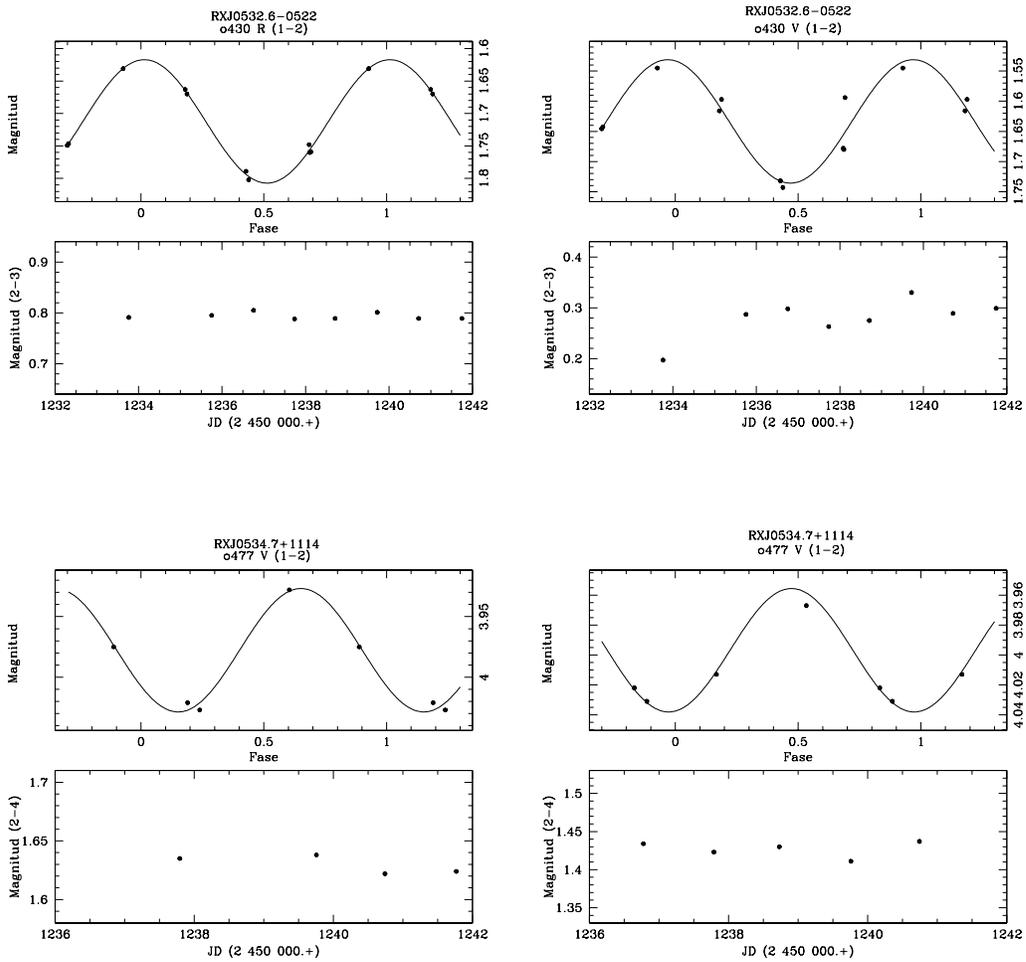
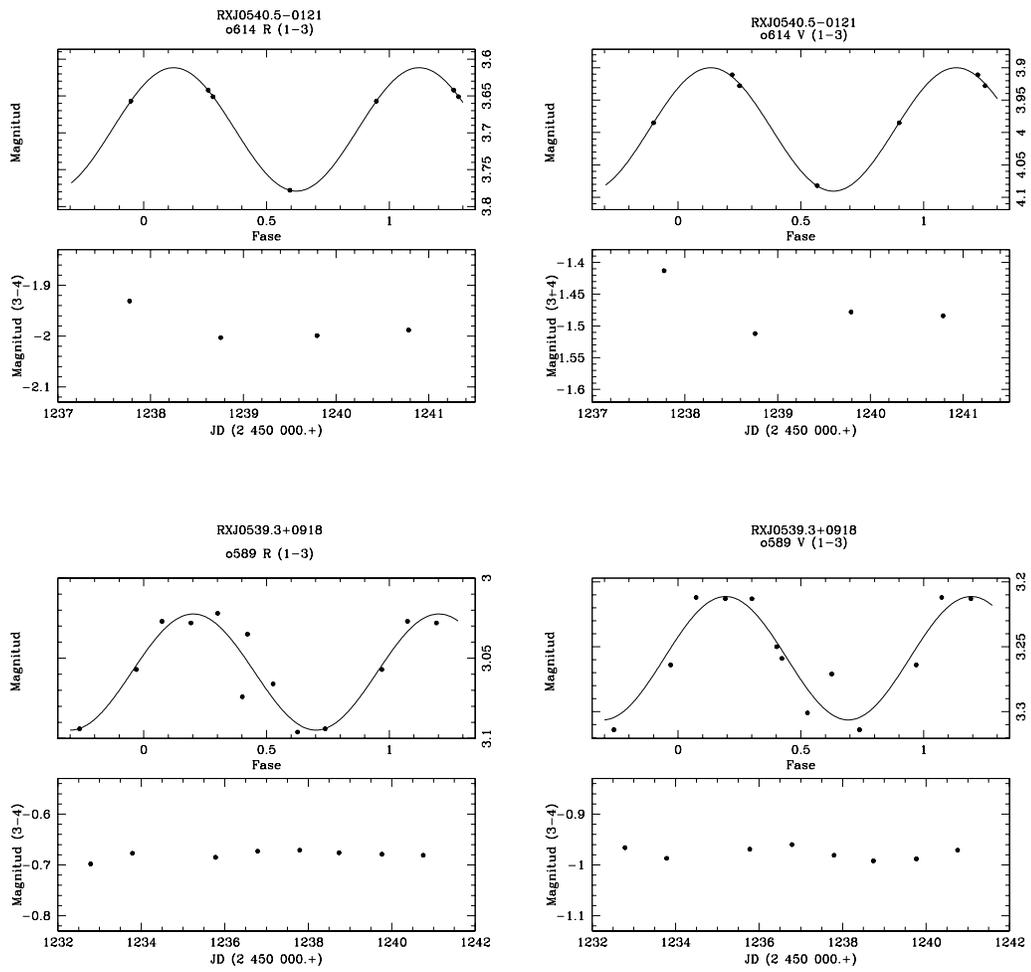


Fig. 27. Continuación



Continuación de la figura 27

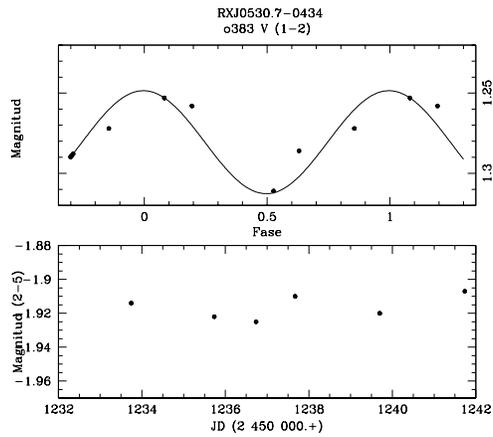
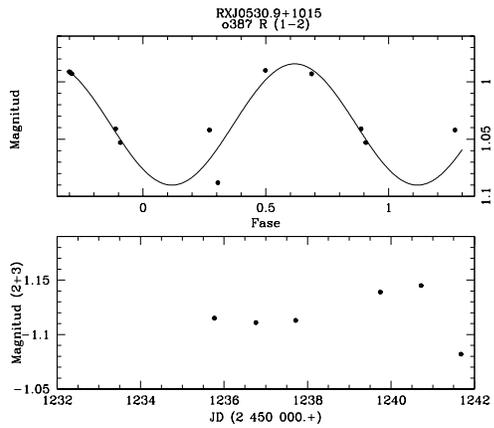
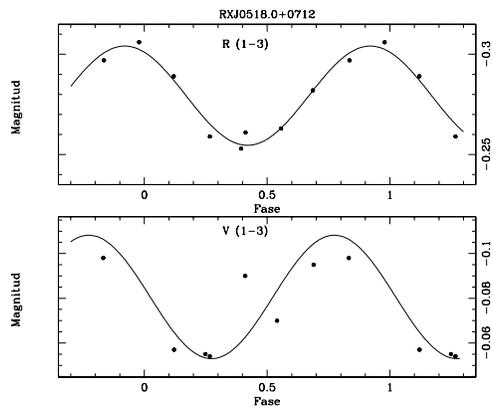
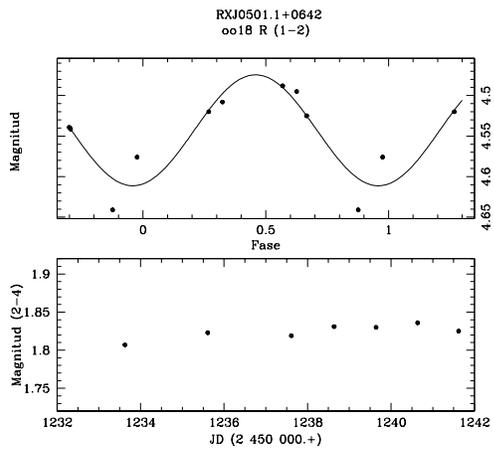


Fig. 27. Continuación

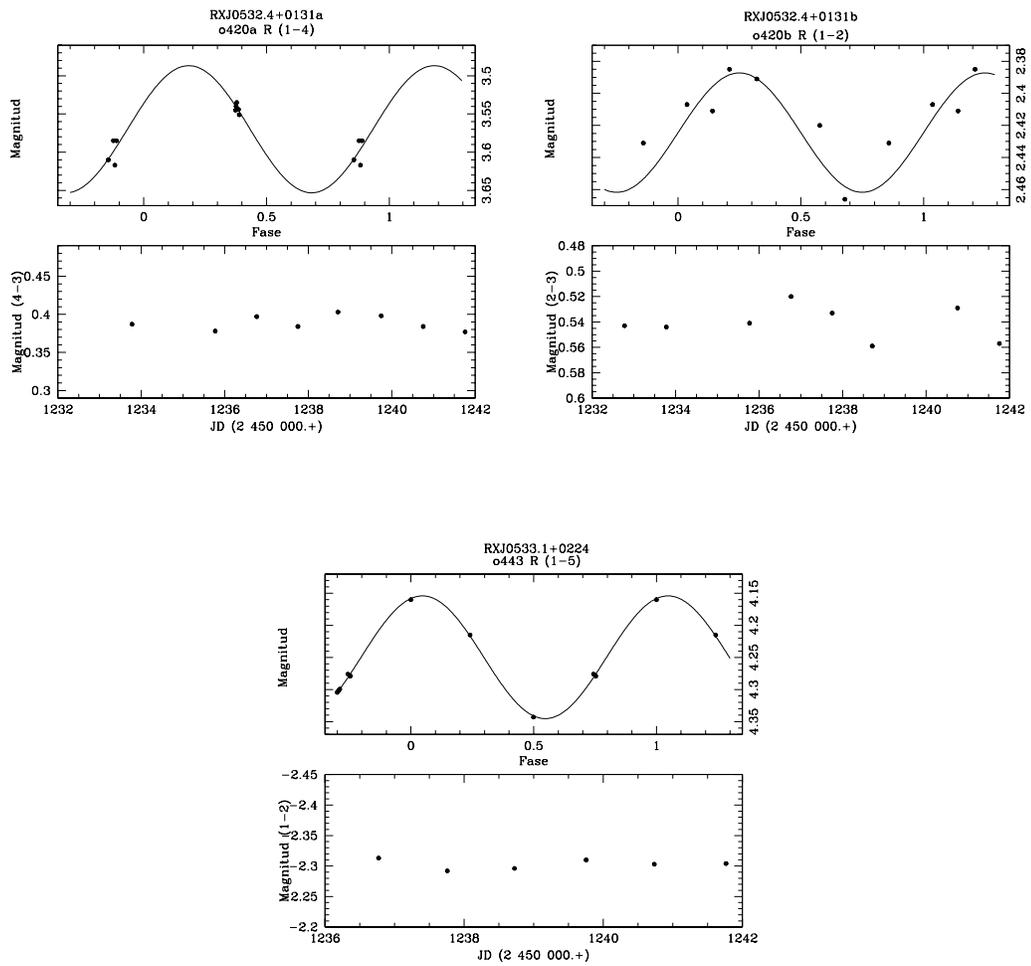


Fig. 27. Continuación

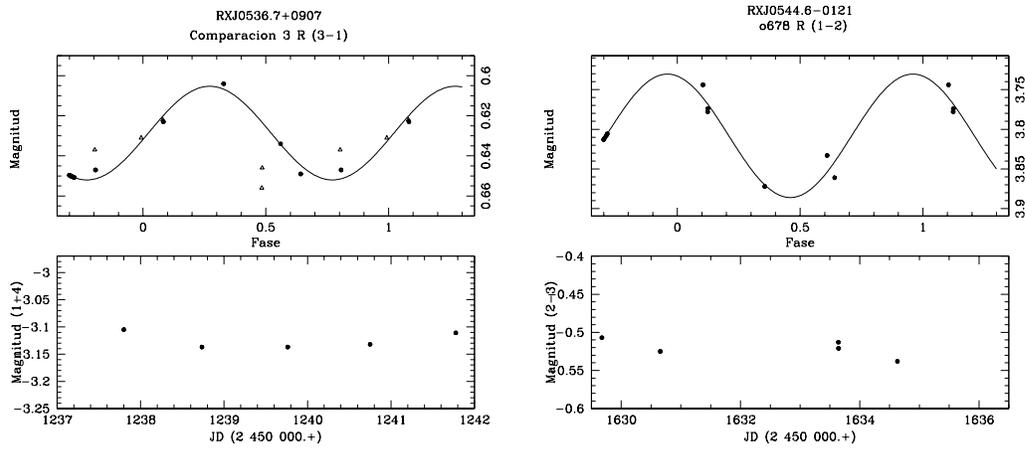


Tabla XV. Períodos, efemérides y amplitudes

N RXJ	N G	P	A	E	Notas
RXJ0501.1+0642	o18	2.875	0.14	1236.0	
RXJ0507.8-0931	o95	1.210	0.15	1233.0	P=1.2 3, A=0.12 (Matilde)
RXJ0511.7-0348*	o138	4.200	0.10	1233.0	La variable es la estrella 2 del campo.
RXJ0518.0+0712	o212	6.820	0.06	1231.0	
RXJ0518.6+0959	o217	2.600	0.05	1237.0	
RXJ0528.0-0053	o330	2.260	0.08	1239.0	p=2.26, A=0.12 (Matilde)
RXJ0530.7-0434	o383	9.000	0.06	1238.0	p=9.40, A=0.15 (Matilde)
RXJ0530.9+1015	o387	2.500	0.12	1236.0	
RXJ0536.1-0732	o11	4.175	0.05	1232.0	p=3.50, A=0.11 (matilde)***
RXJ0532.4+0131a	420a	2.000	0.16	1237.0	¿Período espúreo?
RXJ0532.4+0131b	420b	5.500	0.08	1236.0	
RXJ0532.5-0421	o427	7.125	0.12	1237.0	
RXJ0532.6-0522	o430	4.000	0.18	1236.0	
RXJ0533.1+0224**	o443	3.875	0.20	1236.0	La variable es la estrella 5 del campo.
RXJ0534.7+1114	o477	2.810	0.08	1238.0	
RXJ0536.7+0907	o528	1.362	0.06	1237.0	
RXJ0539.3+0918	o589	4.450	0.08	1235.0	
RXJ0540.5-0121	o614	2.950	0.20	1236.0	
RXJ0544.6-0121	o678	3.890	0.15	1630.0	Temporada 2000.

* La variable es la estrella 2.

** La variable es la estrella 5.

*** De acuerdo con Matilde, para esta estrella se necesitan más observaciones.

7. CALIBRACIÓN DEL SISTEMA ESTÁNDAR Y DETERMINACIÓN DE PARÁMETROS FÍSICOS

Las observaciones en las que se basa esta tesis fueron obtenidas por A. Arellano Ferro en febrero de 1999 y marzo 2001. Desafortunadamente, las condiciones climáticas en ambas temporadas no fueron ideales y fue necesario, en ocasiones, observar aún en presencia de nubes altas y delgadas. Estas circunstancias no permiten hacer una determinación adecuada de la extinción atmosférica prevaleciente en cada noche y tampoco transformar al sistema estándar, puesto que en el momento de observar a las estrellas problema y cuando se observan los estándares se hace a través de nubes, lo que cambia de manera indeterminada el brillo de las estrellas.

Se observó en esas condiciones puesto que, aún a pesar de las nubes, las imágenes son útiles para hacer fotometría de manera diferencial dentro de cada imagen, ya que todas las estrellas en una imagen están sujetas a las mismas condiciones atmosféricas durante su obtención y, por lo tanto, sus magnitudes están afectadas de la misma manera. La fotometría diferencial nos ha permitido detectar las variaciones descritas en el Capítulo 6.

Sin embargo, puesto que este es un trabajo de graduación y las correcciones por extinción atmosférica y transformación al sistema estándar son fundamentales en todo proceso fotométrico, se ha considerado que vale la pena incluir en esta sección todo el proceso con detalle, utilizando como ejemplo nuestra fotometría instrumental. Al final, cuando se haga el cálculo de los parámetros físicos y del estado evolutivo de las estrellas de nuestra

muestra, no se utilizarán esos resultados, sino que se adoptarán las magnitudes V y extinciones interestelares A_V de los artículos de Alcalá *et. al.* (1996) y Chavarría *et. al.* (2000) como se explica detalladamente en la sección 7.3.

7.1 Extinción atmosférica

La luz de las estrellas que llega a un detector ubicado en la superficie de la Tierra ha tenido que atravesar la atmósfera terrestre. La absorción causa que los objetos se observen menos brillantes de lo que en realidad son, a esta disminución de su brillo se le llama extinción atmosférica. Por lo tanto, es necesario hacer correcciones a las magnitudes instrumentales medidas, con el fin de determinar la magnitud que el objeto tendría fuera de la atmósfera. Si las observaciones se realizaran desde el espacio exterior, no sería necesario efectuar correcciones por extinción atmosférica.

Como la atmósfera dispersa y absorbe la luz, el número de fotones detectados provenientes de una fuente extraterrestre depende del espesor de la atmósfera a lo largo de la línea de visión de la fuente. Así, mientras más baja aparezca una estrella en el horizonte, más gruesa será la capa atmosférica que la luz tenga que atravesar y, por tanto, más débil o extinguida aparecerá la estrella.

Es usual describir la extinción atmosférica como:

$$m_{i0} = m_i(z) - K_i X(z) \quad (7.1)$$

Esta ecuación establece que la magnitud en la banda i en la dirección definida por un ángulo cenital z , $m_i(z)$, es igual a la magnitud que se mediría fuera de la atmósfera, m_{i0} , más una contribución debida a la atmósfera $K_i X(z)$. El ángulo cenital es el ángulo entre la dirección del cenit y la dirección de la estrella. Si h es el ángulo entre el horizonte y la estrella, el ángulo cenital está dado por $z = 90^\circ - h$.

El último término de la ecuación 7.1 es una contribución que está compuesta por dos factores: el *coeficiente de extinción* en la banda i , K_i , que mide cómo la atmósfera reduce la intensidad de la luz proveniente de una fuente extraterrestre en esa banda i y la *masa de aire*, $X(z)$, del espesor de la atmósfera en la dirección de la línea de visión al ángulo cenital z .

Entonces, para calcular la magnitud fuera de la atmósfera m_{i0} , se necesita conocer la masa de aire en la dirección de la estrella y el coeficiente de extinción atmosférica para cada filtro. La masa de aire para cada objeto se puede calcular a partir de la altura que el objeto tiene sobre el horizonte, la hora a la que se hizo la observación y las coordenadas del observatorio, según la ecuación:

$$X(z) \approx \sec(z) = [\sin \phi \sin \delta + \cos \phi \cos \delta \cos(HA)]^{-1} \quad (7.2)$$

donde ϕ es la latitud del lugar, δ es la declinación de la estrella y HA , es el ángulo horario, que es la diferencia entre el tiempo sidereal en el momento de la observación y la ascensión recta de la estrella. El cálculo se realizó utilizando el programa AIRMASS dentro de IRAF/ASTUTIL.

Una vez calculada la masa de aire, el valor queda almacenado en los datos que conforman el encabezado de cada imagen. Como se describió en el Capítulo 3, las observaciones se hicieron utilizando filtros V y R, por lo que para el cálculo de m_{i0} se utilizaron los coeficientes de extinción respectivos para cada filtro mostrados en la Tabla XVI.

Estos valores fueron adoptados debido a que no se contaba con observaciones continuas de una misma estrella durante cada noche, por lo que no fué posible calcularlos.

Tabla XVI. Coeficientes de extinción para filtros V y R, tomados de la curva de extinción para SPM.

Filtro	λ	K_i
V	5500 Å	0.140
R	7000 Å	0.063

7.2 Transformación al sistema estándar

Las propiedades físicas de las estrellas tales como luminosidad, temperatura, distancia y edad entre otros no se pueden determinar a partir de medidas fotométricas en su estado instrumental.

Para derivar los parámetros físicos a partir de las observaciones con que se cuenta es necesario transformar los valores instrumentales a un sistema estándar definido cuidadosamente por medio de muchas observaciones de cada estrella estándar y adoptado por la comunidad astronómica.

La calibración de ese sistema estándar en términos de cantidades físicas es una disciplina compleja en astronomía. En este trabajo se utilizaron algunos resultados teóricos para estudiar la edad y la masa de las estrellas de la muestra.

Transformar las medidas del sistema instrumental al sistema estándar permite, además, comparar con observaciones de otros grupos de investigadores, una vez que aquellos han sido también puestos en el mismo sistema estándar.

Durante las observaciones se tomaron imágenes de estrellas estándar correspondientes al campo SA-98, Selected Area -98 (Landolt 1992). Estas estrellas pueden ser utilizadas

Tabla XVII. Estrellas estándar utilizadas

Estrella	α (2000)	δ (2000)	V	V-R
	h m s	° m s		
SA-98 650	06 52 05	-00 19 40	12.271	0.080
SA-98 670	06 52 12	-00 19 17	11.930	0.723
SA-98 671	06 52 12	-00 18 22	13.385	0.575
SA-98 675	06 52 14	-00 19 41	13.398	1.082
SA-98 676	06 52 14	-00 19 21	13.068	0.683
SA-98 682	06 52 17	-00 19 42	13.749	0.366
SA-98 685	06 52 19	-00 20 19	11.954	0.290

como estrellas *patrón*, debido a que su magnitud en diferentes filtros del sistema *UBVRI* de Johnson no varía y está bien definida. Las magnitudes y colores estándar V y V-R de las estrellas escogidas dentro del campo SA-98 junto con sus coordenadas celestes, se listan en la Tabla XVII.

Las imágenes del campo SA-98 fueron reducidas con el procedimiento descrito en el Capítulo 4. Se les hizo fotometría usando el concepto de PSF de una forma igual a la que se aplicó a las estrellas programa, determinándose así su magnitud instrumental. Las transformaciones se hicieron para cada noche en la que se disponía de una observación del campo SA-98.

Una gráfica simple de magnitudes instrumentales v_{i0} vs. magnitudes estándares V_i muestra que la relación es lineal de la forma:

$$V_i = A + Bv_{i0} \quad (7.3)$$

Donde V_i es la magnitud estándar de la estrella i en la banda V, A y B son coeficientes de transformación y v_i es la magnitud instrumental de la estrella i en la banda v , corregida por extinción atmosférica. De manera análoga, se hace para el filtro R.

Tabla XVIII. Coeficientes de transformación A y B

Temporada	Noche	A (V)	B (V)	r	A (R)	B (R)	r
1999	1	-2.663	1.007	0.9994	-2.243	0.994	0.9991
1999	4	-1.914	0.898	0.9997	-2.177	0.995	0.9999
1999	6	-2.385	0.999	0.999	-1.439	0.948	0.9951
1999	8	-1.773	0.997	0.9998	-2.224	0.996	0.9998
1999	10	-2.533	0.996	0.999	-2.177	0.996	0.9999
2000	1	-1.981	0.925	0.998	-1.741	0.929	0.9998
2000	2	-1.697	0.898	0.995	-1.189	0.884	0.9996
2000	5	-1.854	0.915	0.999	-	-	0.9521
2000	6	-0.964	0.836	0.995	-1.248	0.872	0.9969

Las ecuaciones de transformación, es decir los coeficientes A y B , se obtuvieron haciendo un ajuste por mínimos cuadrados entre las magnitudes instrumentales v_i de las estrellas, corregidas por extinción atmosférica del campo SA-98, y las magnitudes estándar dadas ya en la Tabla XVII.

Los coeficientes de transformación calculados A y B , calculados para los filtros V y R respectivamente así como sus coeficientes de correlación (r), se muestran en la Tabla XVIII.

Una vez que se tienen las ecuaciones de transformación para cada noche, se aplican a las magnitudes instrumentales de las estrellas problema para obtener las magnitudes V y R, ya en el sistema estándar.

Es posible entonces, a partir de aquí, calcular algunas de las propiedades físicas de las estrellas T Tauri de la muestra, como se describe en las secciones siguientes.

Lamentablemente, como ya se mencionó, las noches en las que se tomaron las imágenes no eran de calidad fotométrica, por lo que después de los cálculos respectivos, se decidió adoptar los valores V y A_V de la literatura, mostrados en la Tabla XIX.

7.3 Diagrama H-R y parámetros físicos

Para conocer el estado evolutivo de los objetos estudiados, es necesario determinar algunos parámetros físicos tales como la temperatura efectiva, la luminosidad, la edad y la masa entre otros. Sin embargo, algunos de estos parámetros no se pueden determinar directamente de las magnitudes estándar con que se cuenta, pero se pueden deducir a partir de los modelos evolutivos existentes y de calibraciones ya establecidas; por ejemplo, una herramienta muy útil para determinar, la masa y la edad de los objetos, es el diagrama H-R.

Como ya se describió en la sección 1.4, para construir un diagrama H-R es necesario determinar la temperatura efectiva y la luminosidad de las estrellas de la muestra. La luminosidad se puede determinar a partir de la magnitud visual del objeto si se conoce su distancia y su extinción interestelar. A partir de aquí, se calcula primero la magnitud absoluta, luego la magnitud bolométrica y, finalmente, relacionando ésta última con la magnitud bolométrica del Sol se llega a la luminosidad de la estrella. Por otro lado, las temperaturas efectivas se pueden deducir a partir de las calibraciones de las temperaturas asociadas a cada tipo espectral.

La magnitud aparente de una estrella depende de la distancia a la que ésta se encuentra del observador y de la extinción interestelar. Entonces, es conveniente definir la magnitud absoluta de una estrella como la magnitud que la estrella tendría si estuviera a una distancia determinada, esta distancia se ha escogido por convención en 10 parsecs y se representa como M_V . A la diferencia entre la magnitud intrínseca aparente y la magnitud

absoluta, $V_0 - M_V$, se llama módulo de distancia verdadero de la estrella.

En ausencia de extinción interestelar A_V , el módulo de la distancia y la distancia en parsecs están relacionados a través de la ecuación:

$$V_0 - M_V = 5 \log d - 5 \quad (7.4)$$

Puesto que la magnitud intrínseca, V_0 , de la estrella es su magnitud aparente corregida por los efectos de extinción $V_0 = V - A_V$, entonces, el módulo de distancia aparente será:

$$V - M_V = 5 \log d - 5 + A_V \quad (7.5)$$

A partir de la magnitud absoluta, se puede estimar la luminosidad de una estrella, sin embargo, es claro de la ecuación anterior que para conocer la magnitud absoluta, es necesario conocer la magnitud aparente, la distancia y la extinción interestelar. En el caso de las estrellas T Tauri analizadas, se adoptarán las magnitudes aparentes y valores de la extinción de Chavarría *et. al.* (2000). Debido a que estos autores no cuentan con magnitudes y extinciones para todas las estrellas de la muestra, también se adoptaron, para los objetos restantes, las magnitudes dadas por Alcalá *et. al.* (1996). Desafortunadamente para las estrellas adoptadas por Alcalá *et. al.* no se cuenta con valores de extinción y se ha adoptado, para esos casos $A_V = 0$, puesto que las extinciones dadas por Chavarría *et. al.* muestran un valor promedio de la extinción muy bajo, de lo que es válido suponer valores parecidos para las otras estrellas; en todo caso, se sabe que la suposición de $A_V = 0$ conducirá a un límite inferior de la luminosidad, puesto que si existiese absorción, el objeto tendría en realidad, una luminosidad mayor que la calculada.

Para un cálculo preciso de las luminosidades es necesario, también, conocer la distancia individual a la que se encuentran los objetos, sin embargo, no se cuenta con estos datos, por lo que se ha adoptado la distancia de 460 parsecs, dada por Gentzel & Stutzk

(1989), para objetos que se encuentran en la región de formación estelar de Orión.

La magnitud absoluta de los objetos se determinó utilizando la ecuación 7.5 a partir de los valores de V y A_V adoptados, mostrados en la Tabla XIX.

Para pasar de la magnitud absoluta a la luminosidad, es necesario recordar que la magnitud absoluta se refiere al brillo de una estrella a través de una banda de paso restringida, el filtro V , mientras que la luminosidad se refiere al brillo de la estrella integrado a lo largo de todo el espectro electromagnético. Por lo que es necesario corregir la magnitud absoluta *visual* y convertirla en la magnitud absoluta *bolométrica*, a esto se le llama la corrección bolométrica, B.C. por lo que se tiene:

$$BC = M_{bol} - M_V \quad (7.6)$$

La corrección bolométrica es una función de la temperatura de la estrella y por lo tanto del tipo espectral. Para el cálculo de las correcciones bolométricas y de las temperaturas efectivas se ha adoptado la calibración de Schmidt-Kaler (1982), utilizando los tipos espectrales reportados por Alcalá *et. al.* (1996), ver Tabla XIX.

Una vez se han establecido las magnitudes bolométricas de las estrellas, es posible determinar la luminosidad absoluta de las mismas a partir de la ecuación 7.6, deducida del concepto de magnitud descrito en la sección 4.4:

$$M_{bol(\odot)} - M_{bol(\star)} = 2.5 \log(L_\star / L_\odot) \quad (7.7)$$

En la Tabla XIX se resumen los resultados de los cálculos hasta aquí descritos.

Con los datos de dicha tabla, se construyeron los diagramas H-R con el fin de determinar la masa y las edades de las estrellas. Los diagramas se muestran en las figuras 28 y 29 y varían de acuerdo con los diversos autores de los modelos como se indica en las

Tabla XIX. Parámetros físicos de objetos T Tauri seleccionados.

ID	V	A_V	M_V	T. E. †	B.C. ‡	M_{bol}	$\log(L_*/L_\odot)$	$\log(T_{ef.}) ‡$
o18*	12.62	0.00	4.31	K6	-0.96	3.35	0.55	3.623
o46	12.26	0.00	3.95	K3	-0.15	3.80	0.37	6.675
o95	12.50	0.11	4.08	K2	-0.23	3.85	0.35	3.695
o107*	11.27	0.00	2.96	K1	-0.17	2.79	0.77	3.708
o138*	11.93	0.00	3.62	K3	-0.15	3.47	0.50	3.675
o143*	10.47	0.00	2.16	K3	-0.15	2.01	1.08	3.675
o211*	11.51	0.00	3.20	K3	-0.15	3.05	0.67	3.675
o212*	13.08	0.00	4.77	K3	-0.15	4.62	0.04	3.675
o229	14.72	0.36	6.05	K6	-0.96	5.09	-0.15	3.623
o267	14.68	0.00	6.37	K5	-0.55	5.82	-0.44	6.643
o274*	12.79	0.00	4.48	K6	-0.55	3.93	0.32	6.643
o280	12.72	0.00	4.41	K4	-0.96	3.45	0.51	3.623
o330	12.72	0.20	4.21	K0	-0.25	3.96	0.30	3.662
o363*	12.56	0.00	4.25	K2	-0.23	4.02	0.28	3.695
o383*	11.51	0.00	3.20	K3	-0.15	3.05	0.67	3.675
oII*	12.57	0.00	4.26	K4	-0.15	4.11	0.24	3.662
o420a	11.98	0.00	3.67	K2	-0.23	3.44	0.51	3.695
o420b	13.78	0.20	5.27	K5	-0.55	4.72	0.00	3.643
o423*	12.86	0.00	4.55	K3	-0.15	4.40	0.13	3.675
o427*	11.93	0.00	3.62	K4	-0.25	3.37	0.54	3.662
o430*	12.05	0.00	3.74	K3	-0.15	3.59	0.45	3.675
o443	13.49	0.23	4.95	K4	-0.25	4.70	0.01	3.662
o477	12.41	0.00	4.10	K2	-0.23	3.87	0.34	3.695
o589	11.71	0.10	3.30	K1	-0.17	3.13	0.64	3.708
o597	13.01	0.62	4.08	K3	-0.15	3.93	0.32	3.675
o605	10.91	0.00	2.60	K4	-0.25	2.35	0.95	3.662
o627	11.75	0.00	3.44	K1	-0.17	3.27	0.58	3.708
o690	11.76	0.00	3.45	G9	-0.09	3.30	0.54	3.728

(*) Las magnitudes V se adoptaron de J. M. Alcalá *et. al.* (1996), para estas estrellas, el valor A_V adoptado es 0, para el resto de objetos los valores de V y A_V se tomaron de Chavarría *et. al.*(2000).

†Tomados de Alcalá *et. al.* (1996).

‡Tomados de Schmidt -Kaler (1982).

figuras.

A partir de los diagramas H-R, se determinaron las masas y las edades de las estrellas. La edad se puede determinar utilizando las isócronas que aparecen en el diagrama. De esta forma se encontró que las estrellas de la muestra tienen edades que van desde 0.5×10^6 hasta 20×10^6 años.

Por otro lado las masas, determinadas a partir de las trazas evolutivas, varían entre 2.0 y $0.5 M_{\odot}$.

Como puede apreciarse en las figuras 28 y 29, ambos modelos son bastante parecidos, sin embargo, presentan diferencias. En este trabajo se han empleado dos modelos, los que corresponden a D'Antona & Mazzitelli (1997) y los de Swenson *et. al.* (1994).

La diferencia principal entre los modelos reside en el tratamiento del transporte de energía en el interior de las estrellas. Hay dos formas principales de transportar la energía en el interior estelar; la radiación, donde la energía es transportada por los fotones y la convección, donde la energía es transportada por desplazamientos de material. De los dos mecanismos descritos, el que domina la región del interior estelar depende de dos cosas depende principalmente de dos cosas:

- a) la opacidad se refiere a qué tanta radiación absorbe el material en el interior estelar. En la determinación de la opacidad intervienen problemas de composición química y las especies de moléculas usadas para determinar el transporte de la radiación.
- b) el tratamiento de la convección, donde la viscosidad es un gran problema. Hay diferentes tratamientos físicos de la convección, desde aquellos donde se adopta la MLT hasta aquellos donde se adapta un tratamiento similar al usado en los modelos de predicción del clima terrestre (Canuto & Mazzitelli) D'Antona & Mazzitelli (1997) usan un modelo que se llama modelo del "Full Spectrum Turbulence, (FST)".

Figura 28. Diagramas H-R de los objetos de la muestra

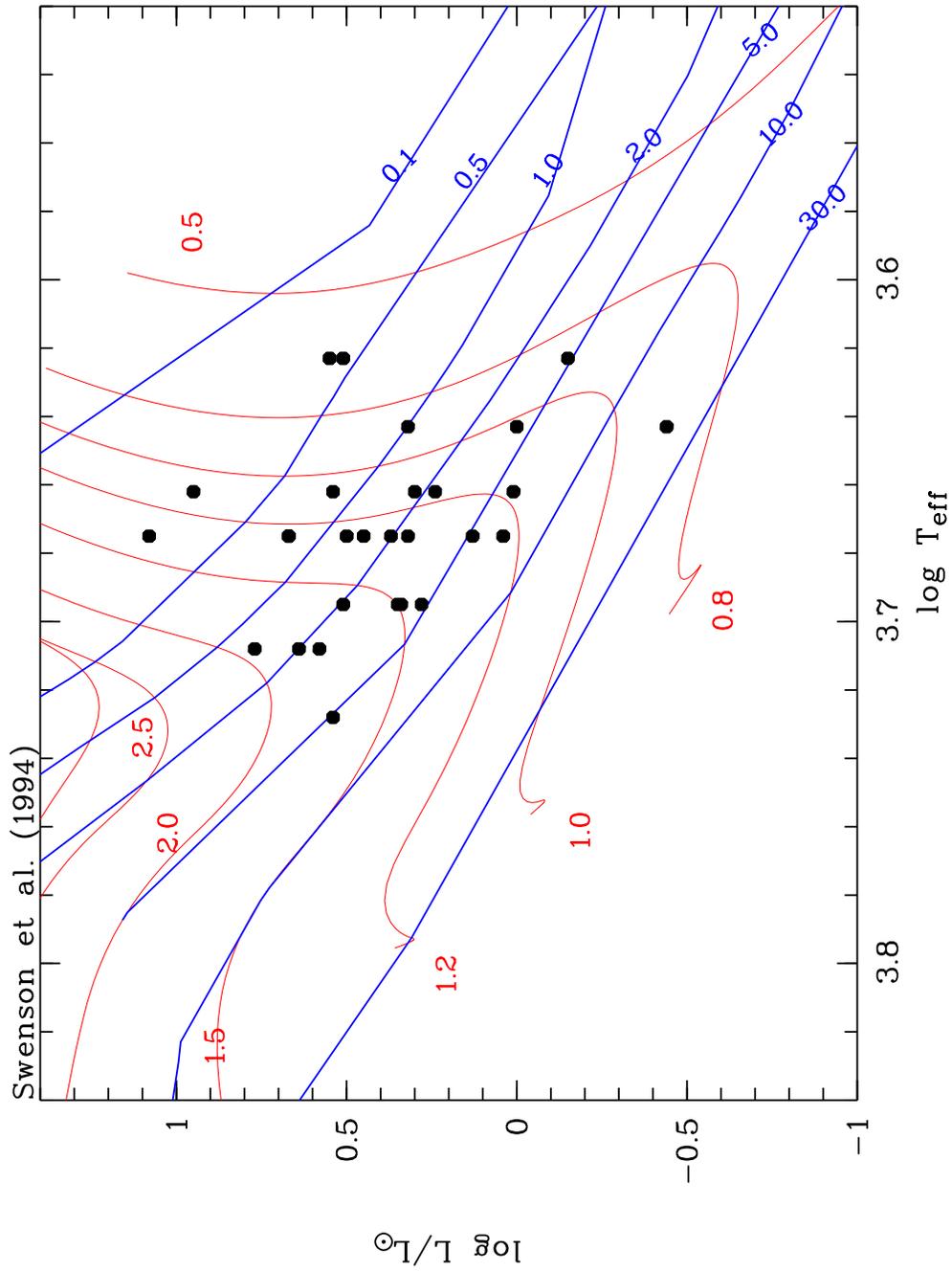
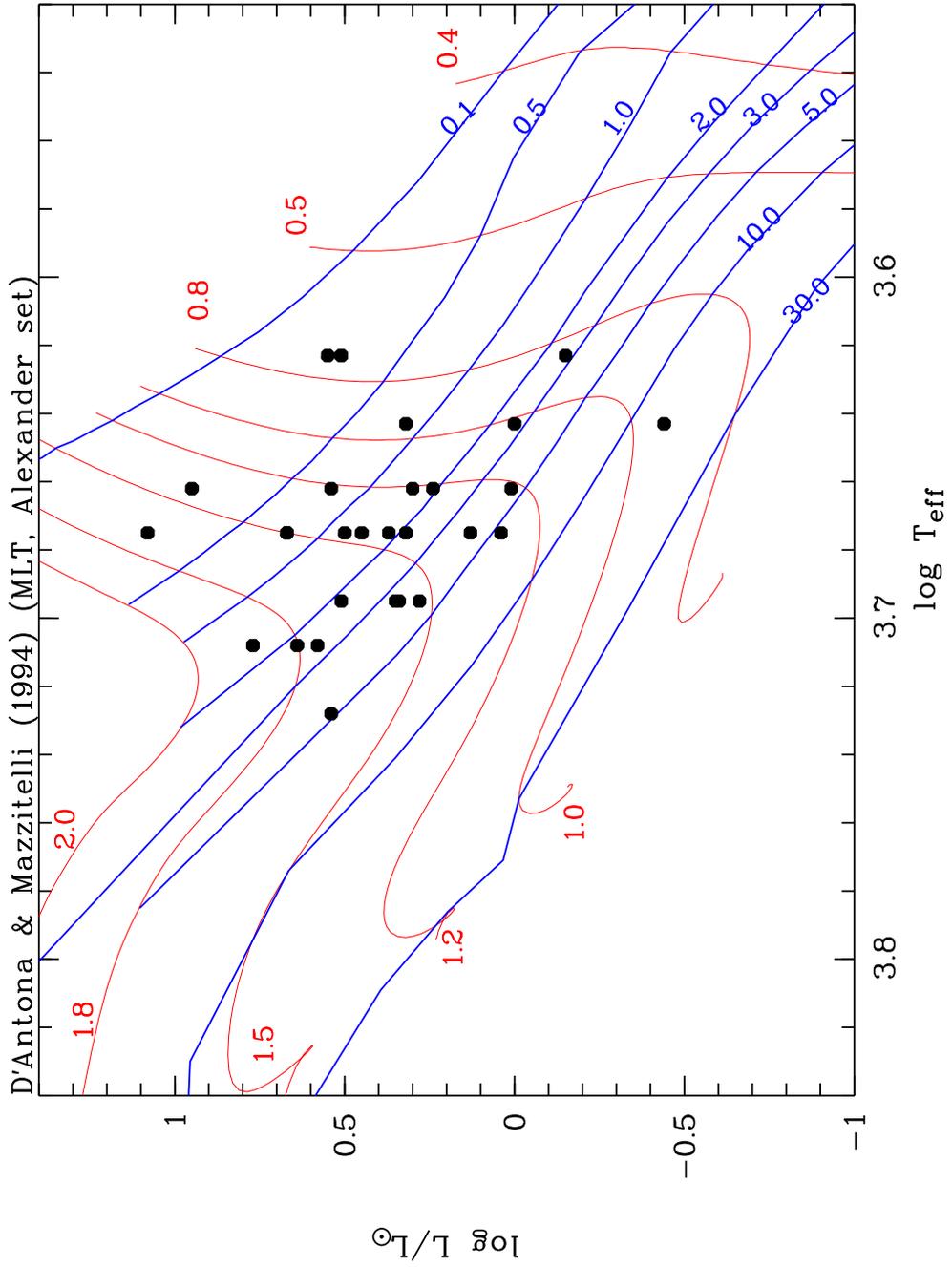


Figura 29. Diagramas H-R de los objetos de la muestra



La diferencia entre los modelos de D'Antona *et. al.* y Swenson es más grande para estrellas de baja masa, es decir, estrellas con $M \leq 0.5M_{\odot}$, donde domina la estructura convectiva en las capas más externas de la estrella, y donde el tratamiento de la convección es complicado. Es por esto que la diferencia más grande entre los modelos reside en la parte convectiva, es decir, en la trayectoria de Hayashi. Otro efecto que puede alterar la estructura estelar es la rotación, pero el efecto es menor al que produce la incertidumbre en la opacidad y la convección.

El único modo para calibrar los modelos es usando binarias eclipsantes de pre-secuencia principal, en las cuales las medidas de masa, luminosidad y temperatura, se pueden determinar empíricamente.

La primera binaria eclipsante de la pre-secuencia, con componentes de masas similares al Sol, fue encontrada entre una muestra de TTLD en Orión (Covino *et. al.* 2000).

De la comparación de los parámetros físicos se infiere que los mejores modelos para masas pequeñas, es decir $M \leq 0.5M_{\odot}$, son los de Baraffe *et. al.* Para estrellas con masas semejantes a $1.5 M_{\odot}$, las diferencias no son tan grandes. Otro estudio interesante de WTTS binarias espectroscópicas (pero no eclipsantes) en Orión se puede ver en Covino *et. al.* (2001).

CONCLUSIONES

1. Se encontraron variables en la muestra de estrellas TTLD de la región de formación estelar de Orión.
2. Los períodos de las estrellas variables TTLD encontradas varían entre 9.0 y 1.2 días, con amplitudes entre 0.05 y 0.18 magnitudes. Las amplitudes de variación observadas y los períodos de variación son consistentes con estrellas T Tauri de líneas débiles. Las variaciones pueden ser producidas por campos magnéticos muy fuertes que producen manchas estelares y/o caída de material circunestelar en las estrellas. Por ejemplo, los objetos DG Tau y DI Tau, presentan variaciones de este tipo y se ha observado (Bouvier *et. al.* que ambas poseen material circunestelar.
3. Se reportan dos estrellas variables que pertenecen a las estrellas de comparación de los objetos o443 (comparación 2) y o138 (comparación 5) identificadas entre paréntesis con el número índice en el grupo. Dichas estrellas tienen períodos de entre 3.87 y 4.2 días, y con amplitudes que van entre 0.1 y 0.20 magnitudes respectivamente. Debido al limitado número de observaciones disponibles para cada objeto, no se ha determinado el tipo de variables al que pertenecen estas dos estrellas de comparación.
4. Las determinaciones de la masa y la edad de las estrellas TTLD de la muestra indican que son estrellas jóvenes ($\leq 20 \times 10^6$) años y poco masivas ($\leq 2.0M_{\odot}$) de pre-secuencia principal, lo que confirma sus características de estrellas TTLD.

RECOMENDACIONES

1. Realizar fotometría en las estrellas variables descubiertas con la finalidad de confirmar los períodos aquí reportados.
2. Hacer una comparación y/o simulación con los modelos estelares que existen para estas estrellas para determinar la naturaleza de las variaciones y establecer si los modelos de manchas estelares o la presencia de discos de acreción son los correctos.
3. Dado que la muestra de estrellas analizada representa una fracción muy pequeña de la población total de estrellas de este tipo, se puede iniciar una campaña de observaciones con la finalidad de caracterizar las curvas de luz de objetos de este tipo, en otras regiones del cielo.
4. Realizar fotometría en las estrellas variables de comparación encontradas para poder determinar el tipo de variable al que pertenecen.

BIBLIOGRAFÍA