

REVISTA ASTRONOMICA



OCTUBRE
DICIEMBRE
1985
N° 235

Buenos Aires, Diciembre de 1986

Estimado lector:

Como habrá notado, el atraso de la revista fué aumentando a lo largo del año y quisieramos comunicarle las razones que lo motivan. Por un lado tenemos lá falta de gente con tiempo para colaborar con la subcomisión de la revista, tanto para el tipeado y corrección como para la diagramación, tareas que se hallan a nuestro cargo; por otra parte la imprenta rara vez ha cumplido con los plazos prometidos para la entrega del material. En particular el presente número llegó a nuestras manos a fines de Octubre del corriente año y al revisarlo comprobamos notorias deficiencias en su impresión; presentado el problema al propietario de la imprenta, éste desidió que debería reimprimirse parcialmente.

Lamentablemente, este proceso que no debería haber insumido más de una semana llevó más de un mes en completarse, por lo cual recién ahora podemos proceder al envío de este número.

En el futuro, nos veremos obligados muy a nuestro pesar, a contratar personal rentado para efectuar el trabajo de tipeado y seguimiento de cada edición con el fin de evitar la repetición de estos inconvenientes.

El Director

REVISTA ASTRONOMICA

N° 235
Octubre-Diciembre 1985
TOMO LVI
AG ISSN 0044-9253
REGISTRO NACIONAL
DE LA PROPIEDAD
INTELECTUAL N° 295486

La dirección de la Revista no se responsabiliza por las opiniones vertidas por los autores de los artículos publicados o por los datos contenidos en ellos.

Patricias Argentinas 550
1405 Buenos Aires
Tel. 88-3366.

DIRECTOR:

Sr. Carlos Manuel Rúa

SECRETARIOS:

Srta. Susana Aiello

Sr. Ariel Otero Estrada

REDACTORES:

Sr. Ambrosio Juan Camponovo

Lic. Alejandro Di Baja (h)

Dr. Angel Papetti

Sr. Carlos Rúa

Sr. Mario Vattuone

Sr. Manuel López Alvarez

Srta. Adela Lucía Vázquez

Srta. Patricia Olivelli

TRADUCTORES:

Lic. Alejandro Di Baja (h)

Dr. Angel Papetti

Sr. Mario Vattuone

Prof. Mónica Silvia Ugobono

DIAGRAMACION:

Sr. René Marcelo Sourigues

Sr. José María Cavalchini

Srta. Patricia Olivelli

CANJE:

Prof. Mónica Silvia Ugobono

EFEMERIDES:

Ing. Cristián Rusquellas

COMISION DIRECTIVA

PRESIDENTE:

Ing. Cristián Rusquellas

VICEPRESIDENTE:

Sr. Ariel Otero Estrada

SECRETARIO:

Prof. Luciano Ayala

PRO-SECRETARIO:

Sr. Alejandro Blain

TESORERO:

Sr. Eduardo De Tommaso

PRO-TESORERO:

Ing. Benjamín Trajtenberg

VOCALES TITULARES:

Sr. Bernardo Lupiañez

Srta. Flora Beatriz Clauré

Sr. Roberto Remi Frommel

Sr. Mario Vattuone

Sr. Luis Ferro

Sr. Carlos Manuel Rúa

VOCALES SUPLENTE:

Lic. Alejandro Di Baja (h)

Srta. Liliana Graciela Quarleri

COMISION REVISORA

DE CUENTAS:

Dra. María Susana Cánepa

Dr. Angel Papetti

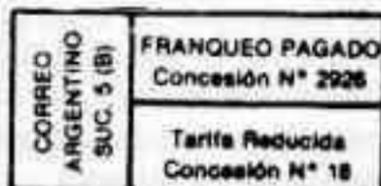
Sr. Augusto Osorio

Impreso en:

Agencia Periodística CID

Avda. de Mayo 666, 2°. Bs.As.

Tel. 30-2471



REVISTA ASTRONOMICA



Fundador : CARLOS CARDALDA

Organo de la Asociación Argentina

Amigos de la Astronomía

SUMARIO

UN ANALISIS ESTADISTICO DE MEDICIONES por Juan Manuel Hernández	Pág. 2
LA BUSQUEDA DE SUPERNOVAS por Manuel López Alvarez	Pág. 6
FOTOGRAFIA ASTRONOMICA por Jorge Marelló	Pág. 10
MICROCOMPUTACION Y ASTRONOMIA conducido por la Subcomisión de Cálculo	Pág. 15
ACTIVIDADES OBSERVACIONALES conducido por la Comisión de Observatorio	Pág. 19
PROGRAMAS DE OBSERVACION Dirección de Observatorio	Pág. 20
NOTICIAS DE LA ASOCIACION	Pág. 22
BIBLIOGRAFIA COMENTADA	Pág. 23



Nuestra Tapa
Nebulosa Cabeza
de Caballo,
NGC 2034,
en la constelación
de Orión.

Análisis Estadístico de Mediciones Astronómicas

Creo conveniente comenzar este artículo aclarando que los conceptos en él contenidos, no son sólo aplicables a magnitudes físicas, sino a cualquier otra medida cuya valor varíe debido a la influencia de factores casuales y que *escapan a todo control*.

Probablemente, a muchos de nosotros nos habrá ocurrido, al realizar varias medidas del valor de una magnitud (distancia, longitud, brillo, peso, etc.) que los datos obtenidos no fuesen coincidentes y ello muy a pesar de nuestra cuidado y esfuerzo por evitarlo. Sin embargo, este fenómeno, aparentemente desconcertante, es intrínseco al acto mismo de medir y no es posible evitarlo totalmente. Lo que sí podemos hacer es analizar sus causas y realizar en base a este análisis un tratamiento matemático adecuado para minimizar la incertidumbre que esas variaciones provocan.

Una medida que sufra variaciones debidas sólo al azar es denominada *variable aleatoria* y, como ejemplos de ella, tenemos: La velocidad de una molécula de gas; el número de meteoritos que penetran la atmósfera en un lapso de tiempo determinado; el peso de los granos correspondientes a una misma cosecha; la magnitud de una estrella determinada por una misma persona, con el mismo instrumento y en condiciones atmosféricas estables, etc.

Los condicionamientos impuestos a algunos de los ejemplos son debido a la necesidad de evitar los errores que no son debido al azar ya que éstos pueden ser detectados y evitados, como veremos.

ERRORES

Los errores cometidos al realizar una medición pueden tener diversos orígenes los que se utilizan para su clasificación tal como se detalla.

1) ERRORES DETERMINADOS

Son aquellos cuyas causas son conocidas. Su valor puede ser *determinado de antemano* permitiendo las correcciones necesarias.

1a) *Instrumentales*: Son los que tienen su origen en la falta de sensibilidad, mal diseño o desgaste de los instrumentos de medida.

1b) *Operativos*: Tienen su fuente en un operador poco adiestrado, descuidado e irreflexivo.

1c) *Personales*: En este caso creo conveniente hacer una subdivisión. Por un lado tenemos los errores que se originan en una incapacidad constitucional como el daltonismo; éste hará que el observador, en forma subconsciente y ante un valor intermedio o dudoso, tomará el que más concuerde con los anteriores.

1d) *De método*: Estos se originan en las propiedades físicas del sistema de medición. Son totalmente independientes de los instrumentos utilizados y debido a su naturaleza medular suelen ser los más difíciles de detectar y corregir.

2) ERRORES INDETERMINADOS

Las causas de estos errores son desconocidos e

imprevisibles; obviamente *no pueden determinarse de antemano*. Su existencia es puesta de manifiesto por las pequeñas diferencias en los valores sucesivos de una magnitud luego de corregidos los errores determinados.

Las condiciones impuestas a los ejemplos de variable aleatoria quedan ahora justificadas

Aun cuando no puedan aplicarse correcciones para neutralizar los efectos de estos errores, es posible manejarlos matemáticamente de tal forma de arribar a alguna conclusión con respecto del valor más probable de la variable. La herramienta más adecuada a estos fines es la estadística, en las que iremos sumergiéndolo con la ayuda de algunos conceptos fundamentales.

ERROR Y DISPERSION

El error (E) puede ser definido matemáticamente como la diferencia entre el valor observado (O) y el valor real (R) de la magnitud bajo medición, y su expresión es:

$$E = O - R \quad (1)$$

Lamentablemente, no conocemos los valores correspondientes de E y R pareciendo entonces imposible hallar el error asociado a una medida. Sin embargo existe una manera de salvar esta dificultad, desde el punto de vista práctico. Es fundamental comprender que el valor exacto de R nos estará vedado por siempre bajo siete llaves; pero algo que podemos hacer es intentar acercarnos a él lo más posible. Una manera de hacerlo es tomando la *media aritmética* (o promedio) del mayor número de mediciones posibles como su *valor más probable*. Es demostrable matemáticamente que cuanto mayor sea el número de mediciones, más se acercará su media aritmética al valor real.

No obstante, es necesario aclarar que la media aritmética brinda un conocimiento muy pobre de las características más importantes de una variable y si bien es cierto que en muchos casos satisface las necesidades inmediatas no lo es menos que una adecuada definición necesita de dos conceptos más elaborados: *Dispersión* y *Distribución*.

Para visualizar mejor esto último analicemos los casos A y B en los que las correspondientes filas representan los valores de dos variables aleatorias cualquiera.

A 1; 1; 2; 2; 3; 5; 6; 6; 7; 93; 94; 94; 95; 97; 98; 98; 100.

B 42; 43; 44; 45; 46; 48; 48; 49; 51; 52; 52; 54; 55; 56; 57; 58.

Obtenida la media aritmética de cualquiera de estas series, vemos que es 50; sin embargo se hace evidente que la distribución de los valores presenta grandes diferencias. En efecto, los valores de la fila A se distribuyen mucho más lejos, están más *dispersos*, de la media aritmética que los de la fila B . Esta *dispersión* indica cuánto se diferencian los valores individuales del valor medio. Una manera de expresar matemáticamente la dispersión es mediante una fórmula similar a la primera

$$E = X - \bar{x} \quad (2)$$

En ésta, X simboliza una medida individual cualquiera y \bar{x} (léase equis media) es la media aritmética del total de mediciones. Sin embargo, es de destacar que esta forma de expresar la dispersión de los valores individuales y sus valores pueden ser positivos o negativos, lo que complica su aplicación. Más adelante veremos cómo sortear estos obstáculos;

EXACTITUD Y PRECISION

Quisiera a continuación extenderme sobre los conceptos de precisión y exactitud, usado a menudo como sinónimos no obstante de expresar realidades diferentes.

Se entiende por exactitud de una medición a la corrección con que fue realizado, es decir, cuanto se aleja del valor real expresado por la media aritmética.

Precisión es, en cambio, la reproducibilidad de estas mediciones siendo la dispersión una medida de la misma.

El siguiente ejemplo aclarará estos conceptos. Imaginemos un tirador que realice una serie de disparos hacia un blanco y que éstos impacten todos muy cerca entre sí pero alejados del centro. Estos disparos habrán sido realizados con *precisión* (los impactos denotan poca dispersión), pero sin *exactitud* (ya que ninguna impactó en el centro). Si la distribución de los impactos sobre el blanco fuese uniforme no existirán ni precisión ni exactitud.

Supongamos ahora que pretendemos de los disparos una gran exactitud, esto significará que ellos deberán impactar al centro; esto implica precisión. Es decir, precisión puede existir sin exactitud; lo contrario es imposible.

Un reloj atómico tiene siempre una altísima precisión; pero su exactitud depende de su correcta colocación en hora. La exactitud se expresa mediante el error relativo E_R .

$$E_R = (X - \bar{x})/X \quad (3)$$

DESVIO O ERROR STANDARD

Hemos visto anteriormente que la segunda expresión correspondiente a la dispersión presentaba algunos inconvenientes. Para salvarlos se suele utilizar otro parámetro llamado desvío o error standard que se simboliza σ y se expresa

$$\sigma = \sqrt{\sum (X - \bar{x})^2/n} \quad (4)$$

en donde n simboliza el número total de mediciones realizadas. En este caso la sumatoria unifica todas las mediciones y el cuadrado elimina los valores negativos.

Si, como suele ocurrir, el número de mediciones es relativamente pequeño, conviene modificar la cuarta como sigue

$$\sigma = \sqrt{\sum (X - \bar{x})^2/(n - 1)} \quad (5)$$

Consideremos ahora, para nuestro caso particular, a un observador lo suficientemente paciente como para obtener los siguientes valores de una magnitud estelar evitando en lo posible cometer errores determinados.

Para determinar el desvío standard de esta serie de mediciones conviene proceder como sigue:

REVISTA ASTRONOMICA

TABLA 1

	x	x	x	x	x	x	x	x
	3.2	3.0	2.9	3.0	3.1	3.2	3.1	3.1
	3.0	3.1	3.1	2.8	3.0	2.8	3.0	3.1
	3.0	3.0	3.2	2.9	2.7	3.0	2.9	2.9
	2.8	2.6	3.0	3.1	3.1	3.1	3.0	2.9
	2.9	2.9	2.8	3.0	3.0	3.1	3.0	2.9
	2.9	3.0	3.1	3.4	3.2	3.3	3.3	2.7
	2.9	2.9	3.0	2.9	3.1	3.0	2.9	2.9
n_p	7	7	7	7	7	7	7	7
								$\sum n_p = 56$
								$n = 56$

1) Se determina la media aritmética.

$$\bar{x} = \sum X/n \quad \bar{x} = 167,7/56$$

$$\bar{x} = 2,9946$$

2) Luego elevaremos al cuadrado la diferencia entre cada medida y la media aritmética para lo que agruparemos los datos en una tabla. Para los primeros valores de la primera tendremos

TABLA 2

X	X-x	(X-x) ²
3,2	0,2054	0,04219
3,0	0,0054	0,00003
3,0	0,0054	0,00003
2,8	-0,1946	0,03786
etc.	etc.	etc.

Operando de esta manera resultará fácil obtener el valor de σ que resulta ser 0,15305. El significado de esta cifra es el siguiente: En promedio, las mediciones de desvian en dicha cantidad a izquierda y derecha de la media. Ahora bien, a pesar de nuestro adelanto, aunque dan características en nuestra tabla 1 que no visualizamos claramente. Lo ideal sería tener una idea *en conjunto* de como varía *cada medida* con respecto a la media aritmética, y no un promedio. En realidad lo que estamos necesitando es visualizar cómo se distribuyen los valores individualizados de la media.

CURVA DE DISTRIBUCION NORMAL

Otra manera de agrupar los datos de la tabla 1 es seguir su frecuencia de aparición.

TABLA 3

x	f
2,6	1
2,7	2
2,8	5
2,9	13
3,0	16
3,1	12
3,2	4
3,3	2
3,4	1

Esta tabla nos dice que el valor 2,6 aparece una vez; 2,8 cinco veces, etc. Si ahora graficamos estos valores en un par de ejes cartesianos ortogonales de tal forma que las abscisas representen el valor de la magnitud estelar y las ordenadas su frecuencia de aparición, obtendremos una serie de puntos que delimitan una curva (*figura 1*).

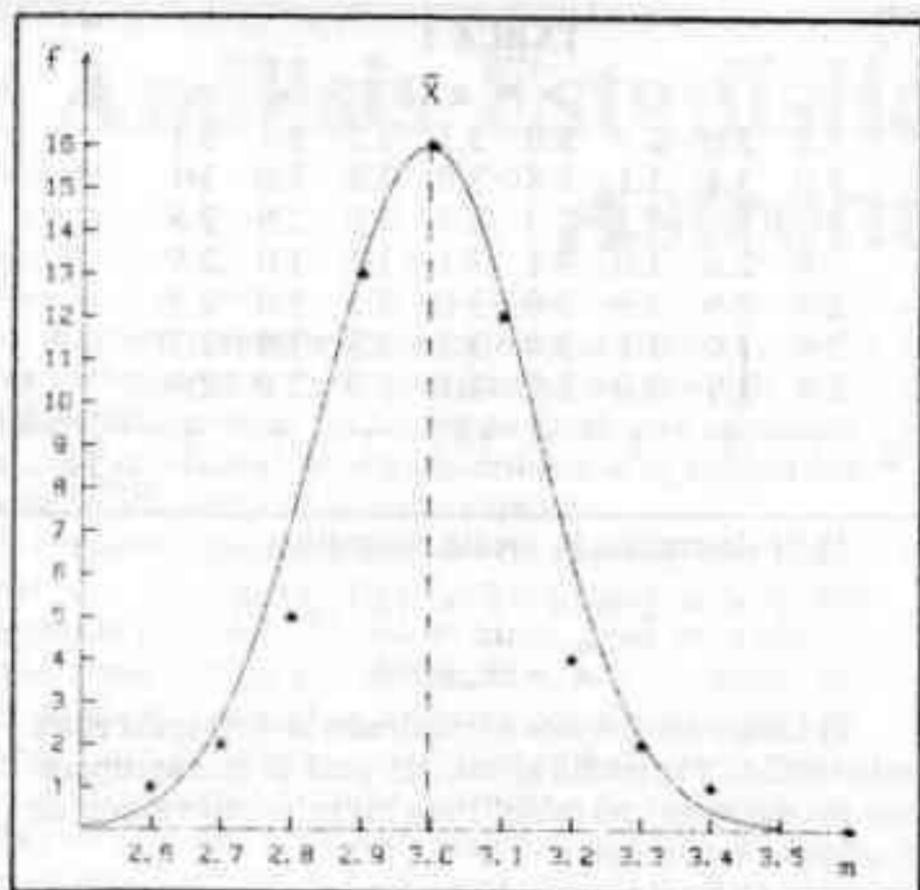


Fig. 1

Esta curva, de fundamental importancia como veremos, nos acerca mucho a nuestro ideal de visualizar *en conjunto* la dispersión de las medidas. En efecto, vemos que el mayor número de observaciones corresponde a valores cercanos a izquierda y derecha de la media aritmética, y que a medida que nos alejamos de ella la frecuencia de aparición de los valores correspondientes disminuye dramáticamente. Esta curva se denomina de distribución y son sus características: 1) La curva tiene un máximo correspondiente al valor de la media. 2) Es simétrica respecto del eje vertical que pasa por dicho máximo. 3) Decrece monótonamente a medida que se aleja de éste. 4) Tiene forma de campana.

En este punto conviene hacer un par de aclaraciones.

No todas las variables aleatorias se distribuyen según curvas de este tipo; tal es el caso de graficar el número de defunciones en función de la edad.

Además las variables no siempre se distribuyen según curvas idénticas; si en nuestro caso el observador realizase otra serie de mediciones de la misma estrella con instrumentos más precisos y poniendo gran cuidado, podría disminuir la dispersión y la curva sería más delgada con mayor centralización de la variable, pero siempre manteniendo sus características individuales.

En tanto una curva cumpla con las características enunciadas se la denomina de distribución normal y permite la aplicación de los conceptos siguientes.

PROBABILIDAD

Observando detenidamente la curva vemos que extendiéndola a derecha e izquierda, las frecuencias correspondientes disminuyen rápidamente. En teoría esta curva es asintótica con respecto al eje de las abscisas, pero en la práctica no nos alejaremos mucho de la realidad si consideramos que la curva interseca dicho eje cuando la frecuencia tome valores despreciables, tal vez de 1×10^{-4} o menor.

Esto significará que solamente 1 de cada 10 000 medidas o menos tomará un valor que caiga fuera de los límites de la curva. Si el punto de intersección correspondiese, por ejemplo, a valores de $m = 2,0$ y $4,0$ respecti-

vamente, dichos valores indicarían los límites extremos que puede tomar nuestra magnitud, con una probabilidad de equivocarnos de 1 a 10 000 (0,01 por ciento). Esta probabilidad es significativamente baja y podríamos decir que prácticamente ninguna medida tomará un valor menor de 2,0 o mayor de 4,0.

Correlativamente la probabilidad de no equivocarnos será obviamente del 99,99 por ciento; cifra que prácticamente podemos considerar del 100 por ciento a partir de donde la probabilidad toma el nombre de *certeza*.

En rigor de verdad, la superficie delimitada por la curva es la expresión geométrica de la *probabilidad*, y a la superficie total le corresponde una probabilidad igual a uno. (La probabilidad se expresa como el cociente entre el número de aciertos sobre el total de mediciones.)

Si en este momento subtemos dos verticales al eje de las abscisas entre dos valores de m (en nuestro caso entre 3,0 y 3,2 como muestra la figura 2) delimitaremos una superficie bajo la curva que, debidamente calculada, toma un valor de 0,403. Esto significa que el 40,3 por ciento de todas las mediciones están entre estos límites o dicho de otra manera, la probabilidad de que el valor real de m se encuentre entre 3,0 y 3,2 es de 0,47.

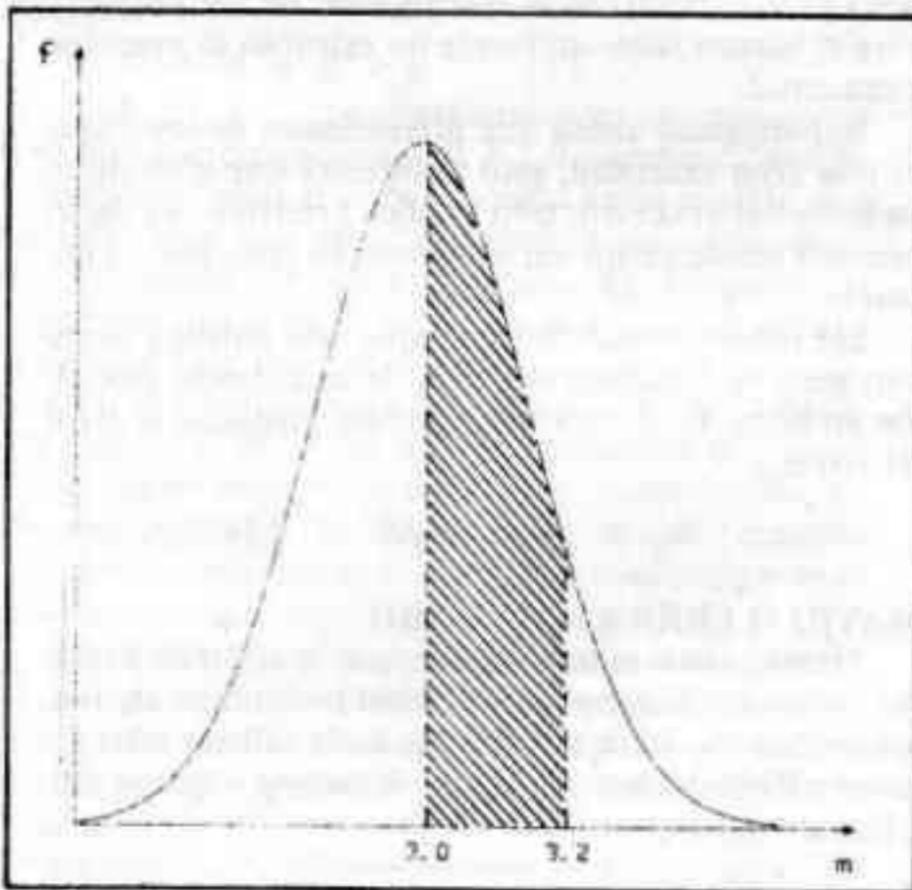


Fig. 2

EXPRESION DE RESULTADOS

Hemos finalmente abordado un punto desde el que podremos encarar la expresión de los resultados.

Para ello utilizaremos una característica del desvío standard. En toda distribución normal, el 68 por ciento de la misma se encuentra entre los límites $\bar{x} \pm \sigma$ (figura 3) el 95,4 por ciento se entiende entre $\bar{x} \pm 2\sigma$ y el 99,7 por ciento entre $\bar{x} \pm 3\sigma$. Volviendo a los valores de la tabla 1 donde habíamos determinado que $\bar{x} = 2,9946$ y $\sigma = 0,15305$ podríamos expresar un resultado así:

“El 68 por ciento de los valores obtenidos se encuentran entre 2,84 y 3,15 siendo su valor más probable 2,99”.

Esto surge de

$$\bar{x} \pm \sigma = 2,9946 \pm 0,15305 = \begin{matrix} 2,84 \\ 3,15 \end{matrix}$$

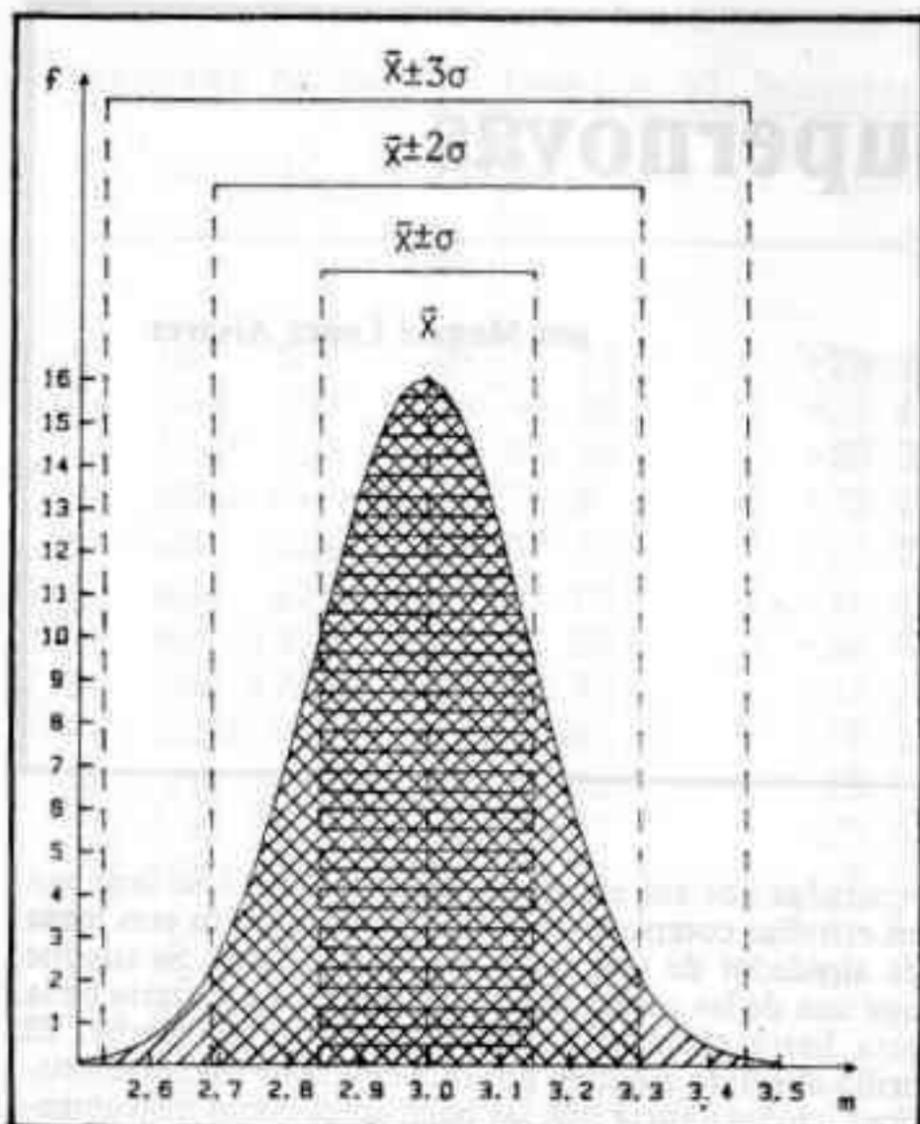


Fig. 3

Sin embargo, no escapará al lector que el 68 por ciento es un porcentaje relativamente bajo (en la afirmación anterior erraremos en 32 de cada 100 nuevas mediciones).

Estadísticamente y en nuestro caso particular resulta adecuado extender los límites al 95 por ciento de la distribución. El uso de porcentajes mayores dilataría demasiado los límites, obligándonos a aumentar en 2 o 3 veces el número de mediciones para contrarrestar este efecto.

De la misma manera que podemos determinar el porcentaje de distribución asociado a límites de $\pm\sigma$, $\pm 2\sigma$ y $\pm 3\sigma$, se pueden también obtener los valores de σ para un determinado porcentaje de la distribución. Para el 95 por ciento, $\sigma = 1,96$.

En base a esto podemos expresar nuestros resultados así:

$$\bar{x} = 2,99 \pm 0,3$$

Es decir, que con los datos de la tabla 1 podemos afirmar que el 95 por ciento de la distribución se encuentra entre 3,29 y 2,69, siendo su valor más probable 2,99.

Debido a que los datos de la tabla 1 han sido elegidos en forma arbitraria, éstos no representan los valores de un estudio real y es probable que en este último caso se necesiten un número menor de mediciones para arribar a resultados aceptables, sobre todo si es realizado con gran cuidado a fin de evitar la dispersión de los datos.

Debido al gran desarrollo sufrido por esto, destaca en los últimos años resulta prácticamente imposible reseñar en un pequeño artículo todas las aplicaciones que se le puede dar. Por tal motivo queda para la próxima oportunidad contestar a preguntas tales como:

“He obtenido una media de una serie de mediciones y la considero el valor más probable, pero, ¿con qué probabilidad puedo afirmar que dicho valor represente el *valor real* de la magnitud estudiada?” O esta otra:

“He obtenido dos series de mediciones de magnitud de una estrella mediando entre ellas un lapso de tiempo. Entre ambas series existen pequeñas diferencias no sólo entre sus valores individuales sino entre ambas medias. Por lo tanto, ¿cuál será la probabilidad de que las fluctuaciones sean debidas al azar o bien a un camino real en el brillo estelar? O bien: ¿Cómo se determina el porcentaje de distribución que se encuentra entre dos valores cualesquiera bajo la curva de distribución normal?”

Hasta entonces,

Juan Manuel Hernández

BIBLIOGRAFIA

- Estadística*. M.R. Spiegel. McGraw-Hill, México, 1969.
- Introducción al Cálculo de Probabilidades*. B.V. Gnedenko y A.I. Jinchin. Eudeba, 1962.
- Estadística*. Snedecor, México, 1960.

Estimado Consocio:

RECUERDE QUE LA VIDA DE LA ASOCIACION DEPENDE DEL PAGO AL DIA DE SUS CUOTAS.

Además, Ud. se verá también beneficiado, porque lo adeudado se actualiza trimestralmente.

La Búsqueda de Supernovas

por Manuel Lopez Alvarez

INTRODUCCION-En la actualidad, miles de observatorios astronómicos en todo el planeta y aún fuera de él, utilizando instrumentos maravillosos, producto de las tecnologías más avanzadas, ubicados en lugares donde la diáfana atmósfera ofrece menos obstáculo para las mediciones y atendidos por una pléyade de cerebros altamente entrenados en cada especialidad, escudriñan los misterios del universo resolviendo incógnitas, creando otros interrogantes y, en definitiva, extendiendo el saber humano a una velocidad explosiva.

En ese contexto, los aficionados a la astronomía, con frecuencia nos planteamos la pregunta de si, aparte del placer estético de la observación del cielo, podemos ser de alguna utilidad en esa aventura. La respuesta indudable es "SI", pero en nuestro territorio, o sea donde nuestros miles de ojos complementen la tarea de los mejores dotados, observando constantemente el cielo para detectar anomalías que ofrecer a éstos, los que con sus equipos obtendrán la respuesta a ciertas incógnitas.

La astronomía amateur tiene su mejor campo en la búsqueda de Cometas en nuestro sistema solar, de Novas en nuestra galaxia y de Supernovas en otras galaxias lejanas. Es sobre esta última actividad que trataremos en este trabajo.

SUPERNOVAS.-La explosión de una Supernova es el fenómeno más espectacular que puede ocurrir en una galaxia. Durante la primer semana de iniciada, una estrella puede alcanzar una magnitud absoluta de -20,5, o sea un brillo diez mil millones de veces mayor que el del sol, tan brillante como toda una galaxia.

La causa de esta tremenda liberación de energía es el colapso repentino del interior de una estrella que se derrumba a un volumen mucho menor, convirtiéndose en una estrella neutrón en la que los átomos, por la presión gravitatoria se destruyen quedando reducidos a sus componentes, los neutrones. Al producirse este derrumbe, la estrella libera una enorme energía, eyectando sus capas exteriores a velocidades fantásticas, del orden de los 10 a 20.000 kilómetros por segundo, iniciado junto con un violento relámpago de energía electromagnética en todas las frecuencias, desde los rayos X, a la banda de las radiofrecuencias. Posteriormente, esa nube de material gasificado continúa emitiendo radiofrecuencias por mucho tiempo en un proceso denominado "radiación de sincrotrón" generadas por electrones rápidos que se desplazan en espirales en el campo magnético de esa masa eyectada.

Se conocen dos tipos de SN, Tipo I y Tipo II, diferenciadas por sus espectros. Las del Tipo I se originan en estrellas componentes de sistemas binarios con masa de alrededor de una vez y media la del sol. Se supone que una de las componentes del par recibe materia de la otra hasta alcanzar la masa crítica de derrumbe. El brillo absoluto máximo de -18,5 es una de sus características, circunstancia que las hace aptas como instrumento de medición de distancias. Sería sumamente valioso determinar si el patrón que usamos para medir el universo es el correcto, estableciendo si el universo está en expansión indefinida o ésta se desacelera. Por ello, si una SN tipo I es descubierta antes de que alcance su brillo máximo puede servir para develar varias importantes incógnitas. Los observatorios esperan ansiosos este acontecimiento, y nosotros, los amateurs, somos los más indicados para detectarlo en su fase incipiente.

Las SN tipo II provienen de estrellas denominadas Población I, y se originan en objetos más masivos; de unas cuatro masas solares.

El espectáculo no es frecuente, se conocen unos cien casos de restos de SN en nuestra galaxia. Históricamente se recuerdan los dos últimos casos, en 1572 la estrella observada por Tycho Brahe y la de Képler en 1604.

PROCEDIMIENTO DE BUSQUEDA:

El primer punto a establecer es dónde debemos buscar, el segundo qué es lo que buscamos y el tercero qué debemos hacer en caso de tener éxito.

PROCEDIMIENTO DE BUSQUEDA:

El primer punto a establecer es dónde debemos buscar, el segundo qué es lo que buscamos y el tercero qué debemos hacer en caso de tener éxito.

Los millones de galaxias diseminadas en el cielo donde a través de las ventanas de nuestro universo-ciudad, nuestra galaxia, podemos ver a grandes distancias son todas candidatas por igual a encender en cualquier momento una SN.

Por ello debemos reducir la lista de candidatas a sólo las que el poder de nuestro conjunto telescopio/observador ponga a distancia que permita observar una SN. Suponiendo que, a ojo desnudo, nuestra vista, adaptada a la visión nocturna, alcance una magnitud m , la magnitud límite con un telescopio de relación focal normal, o sea debajo de 10/12, y con un objetivo de diámetro D en mm. es:

$$M = m + 5 \log D - 5 \log d$$

d es el diámetro de la pupila de salida del telescopio o el diámetro de nuestra pupila, la menor de las dos, podemos adoptar el valor de 7,5 mm para esta última y de $m = 6$ a 6,5 para vistas perfectas, con lo que:

$$M = 5 \cdot \log + 2,12$$

REVISTA ASTRONOMICA

GALAXIAS DE HASTA $(m-M) = 30$ (Magnitud de una SN tipo I: 11,5)

GALAXIA	A.R.	DECL.	m	M	m-M	M(SN)	
1	NGC 55	00 12 24	-23 27.6	7.35	-20.15	27.50	9.0
2	NGC 247	00 44 40	-21 02.0	8.88	-19.66	28.54	10.0
3	NGC 253	00 45 08	-25 33.7	7.38	-20.72	28.10	9.6
4	NUBE Me	00 51.0	-73 06	2.48	-16.99	19.47	1.0
5	NGC 300	00 52 31	-37 57.4	8.31	-18.59	26.90	8.4
6	NGC 625	01 32 55	-41 41.4	11.91	-17.33	29.24	10.7
7	NGC 1313	03 17 39	-66 40.7	8.93	-19.66	28.59	10.1
8	NGC 1705	04 47 41	-53 26.5	12.7	-17.0	29.7	11.2
9	NUBE Ma	05 24.0	-69 48	0.36	-18.43	18.79	0.3
10	NGC 2784	09 10 06	-23 57.9	10.87	-18.91	29.78	11.3
11	NGC 3109	10 00 47	-25 54.8	9.78	-17.28	27.06	8.6
12	NGC 3621	11 15 50	-32 32.4	9.41	-20.29	29.70	11.2
13	NGC 4945	13 02 32	-49 12.0	8.30	-20.90	29.20	10.7
14	NGC 5068	13 16 13	-20 46.6	10.15	-19.05	29.20	10.7
15	NGC 5102	13 19 07	-36 22.1	10.47	-18.73	29.20	10.7
16	NGC 5128	13 22 32	-42 45.5	6.6	-22.6	29.20	10.7
17	NGC 5236	13 34 10	-29 36.8	8.08	-21.12	29.20	10.7
18	NGC 5253	13 37 05	-31 23.4	10.98	-18.2	29.18	10.7
19	IC 5052	20 47 26	-69 23.6	11.16	-16.08	27.24	8.7
20	IC 5152	21 59.6	-51 32	11.44	-14.6	26.04	7.5
21	NGC 7793	23 55 15	-32 52.1	9.25	-18.85	28.10	9.6

GALAXIAS DE $(m-M)$ ENTRE 30 Y 31 (Magnitud de una SN tipo I: 12,5)

GALAXIA	A.R.	DECL.	m	M	m-M	M(SN)	
1	NGC 24	00 07 24	-25 14.6	11.35	-19.12	30.47	12.0
2	NGC 45	00 11 32	-23 27.6	11.69	-18.45	30.14	11.6
3	NGC 1291	03 15 29	-41 18.5	9.17	-21.68	30.85	12.4
4	NGC 1487	03 54 03	-42 30.9	11.85	-19.01	30.86	12.4
5	NGC 1512	04 02 16	-43 29.2	10.77	-20.14	30.91	12.4
6	NGC 1533	04 08 50	-56 15.0	11.65	-18.59	30.24	11.7
7	NGC 1574	04 20 59	-57 05.4	11.13	-19.60	30.73	12.2
8	NGC 1744	04 57 56	-26 05.8	11.13	-19.40	30.53	12.0
9	NGC 1796	05 02 08	-61 12.4	12.47	-18.47	30.94	12.4
10	NGC 1800	05 04 33	-32 01.2	13.0	-17.3	30.3	11.8
11	NGC 2090	05 45 15	-34 16.4	11.17	-19.72	30.89	12.4
12	NGC 2100	06 08 21	-34 05.7	11.37	-18.86	30.23	11.7
13	NGC 2427	07 35 01	-47 31.4	11.28	-19.47	30.75	12.2
14	NGC 2835	09 15 37	-22 08.0	10.25	-20.23	30.48	12.0
15	NGC 3056	09 52 18	-28 03.0	12.58	-18.36	30.94	12.4
16	IC 4710	18 23 20	-67 00.8	11.75	-18.28	30.03	11.5
17	NGC 6684	18 44 02	-65 13.0	10.84	-19.91	30.75	12.2
18	NGC 6744	19 05 02	-63 56.3	8.63	-21.98	30.61	12.1
19	NGC 7064	21 25 34	-52 59.0	12.15	-18.65	30.80	12.3
20	NGC 7090	21 32 59	-54 46.9	10.18	-20.71	30.89	12.4
21	IC 5201	22 17 55	-46 17.0	11.00	-19.82	30.82	12.3
22	IC 5332	23 31 48	-36 22.0	10.87	-19.90	30.77	12.3
23	NGC 7713	23 33 35	-38 13.0	11.08	-19.60	30.68	12.2

Cada observador debe establecer el valor de este último término, ya que con vista defectuosa puede disminuir a la mitad o menos.

Los instrumentos de aficionado permiten llegar a magnitudes límites entre 11 y 15 dependiendo de las aperturas y de la agudeza visual del usuario. Fotográficamente se podría llegar a menores brillos, mag. 16 a 18, pero las cosas se complican ya que ello exigirá prolongados tiempos de exposición, cosa que imposibilita la vigilancia de todas las galaxias candidatas a producir una SN. Una herramienta conveniente para el patrullado fotográfico es una cámara Schmidt de corta relación focal con la que en pocos minutos puede llegarse a las magnitudes límites abarcando áreas extensas. Personalmente uso una de 203 mm f/1,5 con la que en 10 minutos se alcanza la mag. 16 sobre película 2415 TP y un campo de 60 x 4,50.

Concretaré el artículo a la observación visual que creo es la más efectiva e inmediata.

SELECCION DE LAS GALAXIAS: La medición de las distancias a las galaxias para determinar en cuáles nuestros instrumentos nos permitirán ver un objeto con un brillo absoluto de -18,5 no es tarea fácil. Existen diversos criterios para establecer la constante de Hubble, o sea la velocidad de alejamiento en función de la distancia al centroide del Grupo Local.

El catálogo de Sandage y Tammann, de reciente edición, obtenido del Observatorio de La Plata, ha sido de inestimable ayuda para la confección de las tablas que se agregan al presente.

Para concentrar la vigilancia he limitado la lista a galaxias ubicadas al sur de la declinación -20, suponiendo que las demás estarán muy bien cuidadas por los colegas del hemisferio Norte. Tomando como valor base de la magnitud de una SN -18,5, el módulo de distancia es la suma de este valor y el de la magnitud límite del equipo del aficionado.

Por ejemplo si nuestro equipo alcanza a la mag. 13,5, el módulo será 32. Todas las galaxias con valores de módulo 32 o menor deben incluirse en la lista. El módulo de distancia en el catálogo de Sandage y Tammann se obtiene restando la magnitud absoluta de la aparente.

Si la absoluta es -19,7 y la aparente 10,8 el módulo es $10,8 - (-19,7) = 30,5$.

Con los criterios detallados, se seleccionaron entre las 1.246 galaxias tabuladas las detalladas en las tablas adjuntas.

CATALOGO DE GALAXIAS: Se han separado las Galaxias en tres tablas, según su Módulo de Distancia y en consecuencia, según la magnitud aparente de una SN tipo I (mag. abs. -18,5).

La primer tabla incluye todas las galaxias en las que una SN llegaría a magnitud visual de 11,5. La segunda, a magnitud 12,5. La tercera a 13,5. Se totalizan datos de 99 galaxias. Para observadores más ambiciosos he completado una cuarta lista con SN de magnitudes menores de 13,5 y hasta 14 con 110 galaxias que por razones de espacio no incluyo pero que enviaré a pedido.

DESCRIPCION DE LOS DATOS TABULADOS

Columna 1: Número correlativo.

Columna 2: Denominación de las galaxias.

Columna 3 y 4: Ascensión Recta y Declinación para el año 1950.

Columna 5: Magnitud aparente integrada de la galaxia en el azul, corregida por absorción galáctica e interna del objeto.

Columna 6: Magnitud absoluta en azul, corregida por absorción galáctica e interna. Es la magnitud que tendría colocada a 10 parsecs de distancia del observador. Se calcula con la distancia y la magnitud aparente

$M = m - 5 \cdot \log(d)$ d es la distancia en parsecs. Esta distancia es calculada midiendo la velocidad de recesión, corrimiento al rojo, habiéndose en este caso utilizado una constante de Hubble de 50 km/s por megaparsec. Este valor es discutido por otros autores que lo ubican en 30 km/s/Mpc y aun en menos, incrementándose así las distancias en forma proporcional.

Columna 7: Módulo de distancia (m-M). Es la diferencia entre las dos columnas anteriores.

Columna 8: Magnitud aparente de la Supernova. Se obtiene sumando la magnitud absoluta de la SN al módulo de distancia de columna 7.

PROCEDIMIENTO DE BUSQUEDA: Sobre cada galaxia se proyectan estrellas más próximas pertenecientes a la Vía Láctea, las que hay que tener en cuenta para distinguirlas de las posibles SN. Estas pueden aparecer en la nebulosidad correspondiente al cuerpo de la galaxia o en sus alrededores, siendo conveniente cubrir un área de un grado de diámetro, o sea el campo de un ocular de poco aumento. Normalmente uso un ocular Clave de 45 mm de DF con el objetivo de 4000 mm lo que resulta en 90 aumentos y un campo de 35 minutos de arco.

Es muy conveniente usar círculos graduados y un montaje fijo para ubicar las galaxias con rapidez y seguridad. En la primera oportunidad, debe hacerse el dibujo de las estrellas que rodean la galaxia. Ese dibujo nos permitirá ir comparando las observaciones futuras en busca de estrellas intrusas. También podemos copiarlas de fotografías de textos como "GALAXIAS AUSTRALLES" de J.L.Sersic. Otra posibilidad es hacer un álbum de fotografías propias en las que sólo interesa recoger la imagen de las estrellas a alcance visual, lo que será posible con exposiciones no muy extendidas del orden de 20 a 30 minutos con un telescopio de 30 cm y f/6 en película sensible.

Una última recomendación muy importante, la magnitud de la SN crece rápidamente y en unos pocos días alcanza el pico de su brillo. Es fundamental encontrar el fenómeno en su fase previa y hacer llegar la noticia de inmediato a los observatorios con instrumental para estudiarlo, su interés se diluye rápidamente con el tiempo.

COMUNICACIONES: En el caso de comprobar la existencia de una SN no dude un momento, es urgente que los observatorios conozcan el hecho a la mayor brevedad, contactando al más próximo por teléfono. Hay una oficina en Cambridge, Massachusetts, EE.UU. que concentra todas las novedades astronómicas: el Central Bureau for Astronomical Telegrams, su número de telex es 710-320-6842- ASTROGRAM CAM, teléfono en EE.UU. 617-864-5758. A esa oficina debe comunicarse dando todos los datos posibles.

Un ejemplo de telegrama sería:

POSSIBLE SUPERNOVA OCTOBER 18,04 UT IN NGC 1800 MAG.12,5 NW 15 ARCMIN OF GAL. seguido de la firma del observador.

El día, 18,04 incluye decimales obtenidos dividiendo la hora del Primer Meridiano por 24, en el ejemplo los cuatro centésimos corresponden a la una, o sea, las 22h del huso +3 del día anterior en el lugar de observación; la magnitud será la estimada. Los 15 minutos de arco al noroeste de la galaxia permitirán ubicarla con más seguridad. El telegrama puede complementarse con otros aumentando o corrigiendo la información.

Finalmente cabe agregar que en el Central Bureau hay una persona responsable de la I.A.U. (INTERNATIONAL ASTRONOMICAL UNION), Central Bureau for Astronomical Telegrams, que recibirá la comunicación y repartirá en la comunidad astronómica desde Cambridge, el Sr. Brian G. Marsden.

GALAXIAS DE (m-M) ENTRE 31 Y 32 (Magnitud de una SN tipo I: 13,5)

	GALAXIA	A.R.	DECL.	m	M	m-M	M(SN)
1	NGC 1249	03 08 35	-53 31.4	11.26	-19.98	31.24	12.7
2	IC 1933	03 24 15	-52 57.5	12.55	-18.76	31.31	12.8
3	NGC 1339	03 26 06	-32 27.3	12.37	-19.56	31.93	13.4
4	NGC 1344	03 26 18	-31 14.4	11.28	-20.62	31.90	13.4
5	IC 1954	03 30 06	-52 04.4	11.52	-19.77	31.29	12.8
6	NGC 1366	03 31 53	-31 21.6	12.81	-18.27	31.08	12.6
7	NGC 1411	03 37 04	-44 15.9	11.70	-19.66	31.36	12.9
8	NGC 1406	03 37 23	-31 29.1	11.77	-19.73	31.50	13.0
9	NGC 1433	03 40 27	-47 22.8	10.18	-21.15	31.33	12.8
10	NGC 1448	03 42 54	-44 48.1	10.45	-21.14	31.59	13.1
11	NGC 1493	03 55 54	-46 21.2	11.46	-19.84	31.30	12.8
12	NGC 1494	03 56 15	-49 03.0	11.73	-19.68	31.41	12.9
13	NGC 1511	03 59.3	-67 46	11.31	-20.48	31.79	13.3
14	NGC 1515	04 02 51	-54 14.0	10.65	-20.76	31.45	12.9
15	NGC 1518	04 04 38	-21 18.7	11.69	-19.62	31.31	12.8
16	NGC 1527	04 06 55	-48 01.6	11.65	-19.59	31.24	12.7
17	NGC 1530	04 09 57	-56 36.9	12.70	-19.14	31.84	13.3
18	NGC 1531	04 10 04	-32 58.7	12.75	-18.9	31.65	13.2
19	NGC 1532	04 10 09	-33 00.0	10.39	-21.33	31.72	13.2
20	NGC 1543	04 11 47	-57 52.0	11.43	-20.49	31.92	13.4
21	NGC 1546	04 13 33	-56 11.0	11.87	-19.65	31.52	13.0
22	NGC 1549	04 14 39	-55 42.9	10.70	-20.79	31.49	13.0
23	NGC 1553	04 15 05	-55 54.2	10.36	-21.26	31.62	13.1
24	IC 2056	04 15 39	-60 20.0	11.80	-19.56	31.36	12.9
25	NGC 1559	04 17 01	-62 54.3	10.44	-21.26	31.70	13.2
26	NGC 1566	04 18 53	-55 03.4	9.79	-22.29	32.08	13.6
27	NGC 1617	04 30 37	-54 42.5	10.48	-20.68	31.16	12.7
28	NGC 1672	04 44 58	-59 19.6	10.40	-21.37	31.77	13.3
29	NGC 1688	04 47 41	-59 53.3	12.04	-19.55	31.59	13.1
30	NGC 1792	05 03 30	-38 02.7	10.23	-21.39	31.62	13.1
31	NGC 1808	05 05 59	-37 34.7	10.11	-20.96	31.07	12.6
32	NGC 1947	05 26 11	-63 48.0	11.75	-19.88	31.63	13.1
33	NGC 2082	05 41 36	-64 19.2	12.47	-19.12	31.59	13.1
34	NGC 2310	06 52 40	-40 48.0	12.16	-19.31	31.47	13.0
35	NGC 2397	07 21 30	-60 54.2	12.20	-19.40	31.60	13.1
36	NGC 2434	07 35 00	-69 10.4	12.07	-19.68	31.75	13.3
37	NGC 2442	07 36 32	-69 25.0	10.62	-21.20	31.82	13.3
38	NGC 2997	09 43 27	-30 57.7	9.62	-21.40	31.02	12.5
39	NGC 3059	09 49 41	-73 41.2	11.35	-20.14	31.49	13.0
40	NGC 3175	10 12 24	-28 37.2	11.61	-19.52	31.13	12.6
41	NGC 3511	11 00 57	-22 49.0	10.84	-20.56	31.40	12.9
42	NGC 3513	11 01 20	-22 56.6	11.53	-19.61	31.14	12.6
43	NGC 3585	11 10 50	-26 28.8	10.81	-21.11	31.92	13.4
44	NGC 3955	11 51 25	-22 53.2	11.68	-19.95	31.63	13.1
45	NGC 4976	13 05 42	-49 14.5	10.73	-20.95	31.68	13.2
46	HA 72	13 57 39	-45 10.6	12.10	-19.79	31.89	13.4
47	NGC 5398	13 58 27	-32 49.3	12.31	-19.16	31.47	13.0
48	NGC 5530	14 15 18	-43 09.7	11.14	-20.24	31.38	12.9
49	NGC 5556	14 17 38	-29 01.1	11.42	-20.41	31.83	13.3
50	NGC 5643	11 29 28	-43 57.2	10.19	-21.20	31.39	12.9
51	NGC 6300	17 12 18	-62 45.8	9.96	-21.32	31.28	12.8
52	NGC 7424	22 54 28	-41 20.4	10.67	-20.67	31.34	12.8
53	NGC 7456	22 59 22	-39 50.3	11.36	-20.57	31.93	13.4
54	NGC 7462	22 59 58	-41 06.2	11.92	-19.63	31.55	13.1

Fotografía Astronómica

por Jorge Marelo

El siguiente programa permite calcular la escala de placa en segundos de arco por milímetro; el campo cubierto por una película de formato 135 (36 por 24 milímetros); la resolución esperada, sobre una emulsión de grano medio como la TRI-X; el tiempo máximo que puede durar la fotografía sin realizar *tracking* y el tiempo de exposición, la distancia ocular-película o la apertura de diafragma para cuatro métodos fotográficos diferentes. Además, se incluye un menú de consulta con las constantes de brillo de algunos objetos típicos, ordenados en cinco grupos: objetos terrestres, el Sol, objetos del espacio exterior, la Luna y los planetas.

Como ejemplo del formato de salida de estos datos se da la Figura 1, que es una copia de la pantalla al pedirse la opción 4 del menú de constantes de brillo.

El programa está escrito para computadoras Timex/Sinclair 2068, aunque anulando la instrucción 3050 puede correr en las Spectrum, CZ 2000 y TK 90. Quitando las instrucciones 3000 y 3050 todos los BEEP que anteceden a los INPUT y el ciclo FOR-NEXT de las líneas 3062 a 3066 pueden ser ejecutados por las ZX 81, Sinclair 1000 y 1500, TK 83 y TK 85.

MÉTODOS FOTOGRAFICOS

El menú principal incluye los siguientes métodos de fotografía:

Foco Primario:

En este sistema se acopla el cuerpo de la cámara fotográfica, directamente al tubo del telescopio (telescopio sin ocular) de modo que este último hace las veces de teleobjetivo.

El programa calcula: Tiempo de exposición, escala de placa, campo cubierto por una placa de 36 por 24 mm, la resolución para la película TRI-X y el tiempo máximo que puede durar la exposición sin realizar *tracking*.

Los cuatro últimos datos se dan para todas las opciones de fotografía que ofrece el programa, por lo que en adelante no se mencionarán.

Proyección ocular:

Consiste en montar el cuerpo de la cámara al telescopio con el ocular incluido. Este sistema da la posibilidad de lograr un rango de aumentos continuo y creciente a medida que se aleja la cámara del ocular.

La opción 2 del menú principal calcula el tiempo de exposición dada la distancia existente entre el ocular y la película fotográfica. La opción 3 da la distancia ocular-película, conociendo el tiempo de exposición.

Afocal:

En este método se acopla la cámara con su objetivo incluido, al telescopio con el ocular puesto. El programa calcula el tiempo de exposición.

Piggy back:

La cámara toma directamente la fotografía. La misma se monta al telescopio de modo que los ejes ópticos de ambos, queden paralelos. El telescopio se utiliza sólo para realizar el *tracking*.

El programa puede calcular el tiempo de exposición conociendo, entre otras cosas, la apertura de diafragma (opción 5 del menú principal) o la apertura de diafragma dado el tiempo de exposición (opción 6 del menú principal).

DATOS DE ENTRADA

La siguiente lista es el resumen de todos los datos de entrada que el programa puede pedir, se aclara que cada opción de cálculo del menú principal requerirá sólo un grupo de los mismos.

DIST. OC. PEL.	Distancia entre el ocular y la película fotográfica en mm.
REL. FOCAL OBJ.	Relación focal (o apertura de diafragma) del objetivo de la cámara fotográfica.
REL. FOCAL TEL.	Relación focal del telescopio.
LONG. FOC. OC.	Longitud focal del ocular en mm.
EXPOSICION	Tiempo de exposición en seg.
SENSIB. FILM	Sensibilidad de la película fotográfica en ASA.
CTE. BRILLO	Constante de brillo del objeto a fotografiar.
APERTURA	Diámetro del espejo primario del telescopio en mm.
LONG. FOCAL OBJ.	Longitud focal del objetivo de la cámara fotográfica en mm.

EXPRESIONES MATEMATICAS UTILIZADAS

La expresión general para el cálculo del tiempo de exposición es la siguiente:

$$(1) e = F^2 / s b$$

CTES. DE BRILLO	
TERRESTRE	1
SOL	100
ESPACIO EXTERIOR	1000
LUNA	400
PLANETAS	1000
MENU PRINCIPAL	
LUNA	
CRECIENTE FINA	B=10
CRECIENTE AMPLIA	B=20
CUARTO	B=40
GIBOSA	B=80
LLENA	B=200
ILUM. TERRESTRE	B=1E-3
CONFIGURACIONES DE ECLIPSE	
EJE DE PENUMBRA	B=5E-2
TOTALIDAD	B=5E-3

Figura 1

donde

e = tiempo de exposición en seg.

F = Relación focal del sistema.

s = Sensibilidad de la película en ASA

b = Constante de brillo del objetivo

Para foco primario el valor de F es directamente la relación focal del telescopio. Para *piggy back* es la apertura de diafragma del objetivo de la cámara.

En el sistema de proyección ocular, F se calcula de la siguiente forma:

$$(2) F = op \cdot Ft / (lo - 1)$$

donde

op = distancia ocular-película en mm

lo = longitud focal del ocular en mm

Ft = relación focal del telescopio

Para el sistema afocal, F será:

$$(3) F = Fo \cdot Ft / lo$$

donde

Fo = longitud focal del objetivo de la cámara fotográfica en mm.

lo = longitud focal del ocular en mm.

Ft = relación focal del telescopio.

La escala de placa se obtiene de la siguiente forma:

$$(4) P = 206\,264 / Fo$$

donde

P = escala de placa en seg. de arco por mm.

Fo = longitud focal de sistema en mm.

Para *piggy back*, Fo será directamente la longitud focal del objetivo de la cámara.

Para los otros métodos fotográficos será:

$$(5) Fo = ap F$$

donde

ap = diámetro del espejo primario del telescopio en mm.

F = relación focal del sistema.

F se calculará con las expresiones (2) ó (3), según se trate de proyección ocular o afocal respectivamente. Para Foco primario, F será la relación focal del telescopio.

Una vez obtenido el valor de la escala de placa p se puede calcular fácilmente el campo multiplicando el valor de p por la longitud de los lados de la placa.

$$\frac{36 \text{ (mm)} P \text{ (seg. arco/mm)}}{3600 \text{ (seg. arco/grado)}} = \frac{P}{100} \text{ (grados)}$$

Para obtener el ángulo abarcado por el lado de 24 mm de la placa se puede repetir esta operación o multiplicar el resultado anterior por 0,666. (0,666 es la relación entre lados).

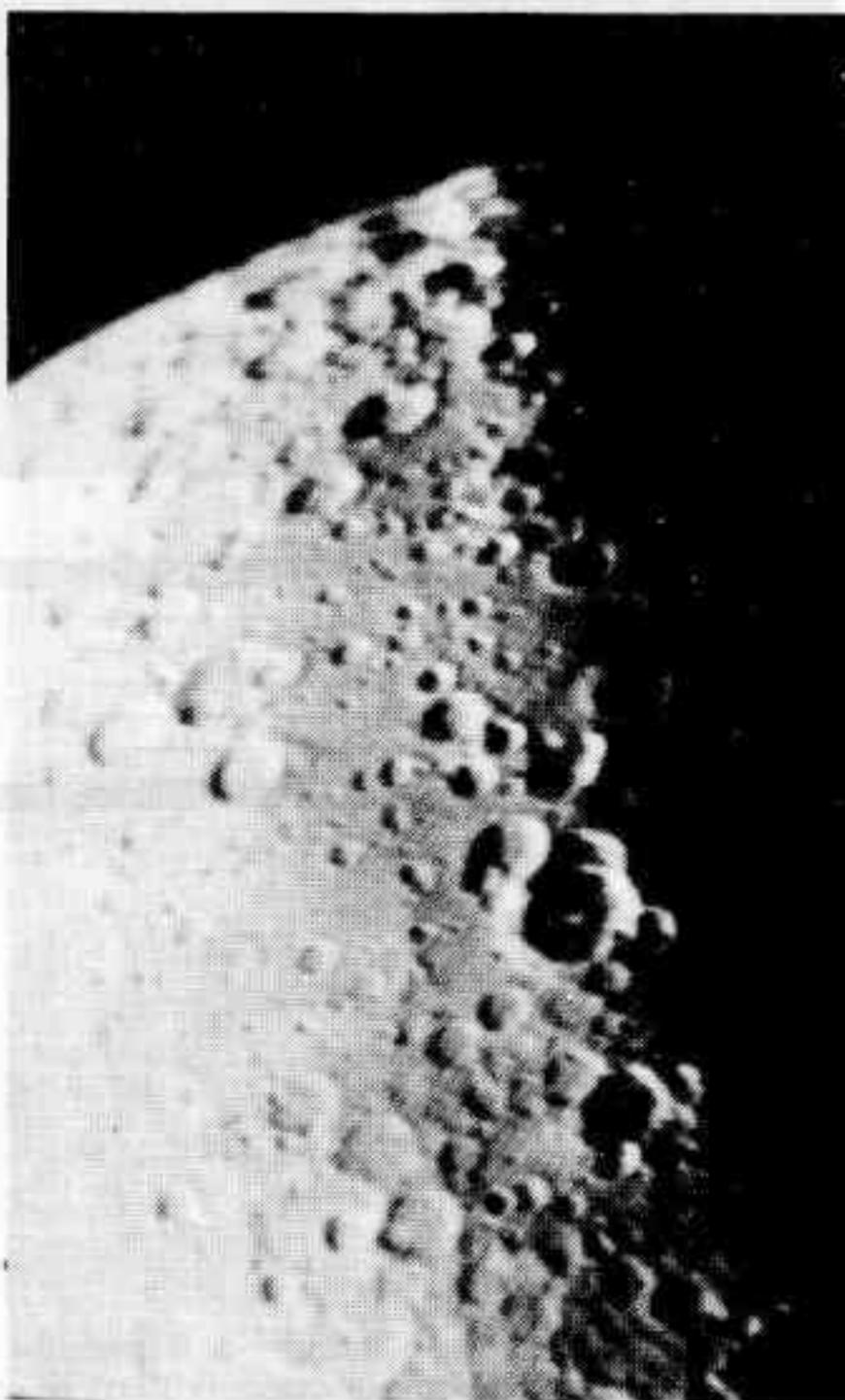
En el cálculo de la resolución debemos tener en cuenta que la luz de una imagen estelar se dispersa y difunde en la emulsión. Para una exposición normal y película de

MENU PRINCIPAL	
FOCO PRIMARIO (T)	_____ 4
PROYECCION OCULAR (T)	_____ 3
PROYECCION OCULAR (D)	_____ 3
AFOCAL (T)	_____ 4
PIGGY BACK (T)	_____ 4
PIGGY BACK (F)	_____ 7
CTES. DE BRILLO	

```

PROYECCION OCULAR (D)
Exposición: 0.3 (seg)
Sensib. film: 400 (ASA)
Cte. de brillo: 40
Long. focal oc.: 12 (mm)
Rel. focal tel.: 6
Apertura: 150 (mm)
DISTANCIA O-P: 150.56406 (mm)
ESC. DE PLACA: 19 seg. arco/mm
CAMPO (36x24mm): 0.19 x 0.13 gd
RES. PEL. TRI-X: 0.39 seg. arco
TIEMPO LIM. S/TRAC.: 0.0565 (seg)
    
```

Figura 2



grano medio la imagen formada es de aproximadamente 0,02 mm de diámetro. El valor del ángulo que esto representa es la resolución y se puede calcular conociendo la escala de placa p .

$$\frac{1 \text{ (mm)}}{0,02 \text{ (mm)}} = X = X = \frac{P \text{ (seg. arco)}}{100} \text{ (seg. arco)}$$



```

MENU PRINCIPAL
FOCO PRIMARIO (T) _____ 1
PROYECCION OCULAR (T) _____ 2
PROYECCION OCULAR (D) _____ 3
AFOCAL (T) _____ 4
PIGGY BACK (T) _____ 5
PIGGY BACK (F) _____ 6
CTES. DE BRILLO _____ 7
  
```

```

FOCO PRIMARIO (T)
Rel. focal tel. : 5
Apertura : 150 (mm)
Sensib. film: 1000 (ASA)
Cte. de brillo: .001
EXPOSICION 36 (seg.)
ESC. DE PLACA: 229 seg. arco/mm
CAMPO (36x24mm) : 2.29 x 1.52 gd
RES. PEL. TRI-X: 4.58 seg. arco
TIEMPO LIM. S/TRAC. : 0.0053 (seg)
  
```

Figura 3

Para obtener el tiempo máximo de exposición sin tracking se calcula el tiempo que tarda la Tierra en girar un ángulo igual al de resolución.

Sabemos que la Tierra tarda 3 600 seg en girar $15 \times 3600''$.

Entonces:

$$P 2 \frac{54\ 000''}{54} = X = X = \frac{P 2/100 \cdot 3,6 \text{ (seg)}}{54}$$

En el programa, $P \frac{2}{100} = \text{lim.}$

Por lo que la expresión que da el tiempo límite sin tracking es:

lim 3,6/54

Se aclara que si el ángulo de resolución es menor que 1'' no se lo tiene en cuenta y en su lugar se toma 1'' ya que por problemas atmosféricos, éste es el límite práctico.

Como ejemplo de los resultados del programa se dan las figuras 2 y 3 con los datos con que fueron obtenidos las fotografías de la Luna y la nebulosa de Orión

BIBLIOGRAFIA

Las herramientas del astrónomo. G.R. Miczaika W.M. Sinton. Eudeba

Astronomía: El universo en tu ordenador. M. Gavin. Anaya-Multimedia.

«Getting the Correct Exposure». R. Burnham en *Astronomy*, junio 1981.

«Fotografía astronómica». J. Marelló en *Random*, julio 1985.

```

1 REM "Fotografía"
2 GO TO 3000
5 CLS
10 PRINT "CTES. DE BRILLO"
11 PRINT "1"
20 PRINT "TERRESTRE"
30 PRINT "SOL"
40 PRINT "ESPACIO EXTERIOR"
50 PRINT "LUNA"
60 PRINT "PLANETAS"
70 PRINT "MENU PRINCIPAL"
80 GO SUB 2250
85 IF a#="0" THEN COPY : GO SUB 2250
90 IF a#="1" THEN GO TO 145
100 IF a#="2" THEN GO TO 245
110 IF a#="3" THEN GO TO 345
120 IF a#="4" THEN GO TO 415
130 IF a#="5" THEN GO TO 525
140 IF a#="6" THEN GO TO 610
145 GO SUB 210
150 PRINT AT 9,2;"TERRESTRE"
151 PRINT " "
160 PRINT "CIELO AZUL"
170 PRINT "ESCENA DE VERANO"
180 PRINT "ESCENA DE INVIERNO"
190 PRINT "HABITACION DE NOCHE"
200 GO TO 80
210 FOR N=9 TO 21
220 PRINT AT N,0;" "
230 NEXT N
240 RETURN
  
```

```

245 GO SUB 210
250 PRINT AT 9,2;"SOL"
251 PRINT ""
260 PRINT "DISCO"
270 PRINT " CONFIGURACIONES DE
ECLIPSE"
280 PRINT "PROMINENCIAS"
290 PRINT "CORONA INTERIOR"
300 PRINT "CORONA MEDIA"
310 PRINT "CORONA EXTERIOR"
320 PRINT "CIELO EN ECLIPSE"
330 PRINT "HORIZONTE EN ECLIPSE"
340 GO TO 80
345 GO SUB 210
350 PRINT AT 9,2;"ESPACIO EXTER
IOR"
351 PRINT ""
360 PRINT "NEB. ORION (NUCLEO)"
370 PRINT "NEBULOSAS EN GRAL."
380 PRINT "NUCLEO DE M 31"
390 PRINT "GALAXIAS EN GRAL."
400 PRINT "VIA LACTEA"
410 GO TO 80
415 GO SUB 210
420 PRINT AT 9,2;"LUNA"
421 PRINT ""
430 PRINT "CRECIENTE FINA"
440 PRINT "CRECIENTE AMPLIA"
450 PRINT "CUARTO"
460 PRINT "GIBOSA"
470 PRINT "LLENA"
480 PRINT "ILUM. TERRESTRE"
490 PRINT " CONFIGURACIONES DE
ECLIPSE"
500 PRINT "EJE DE PENUMBRA"
510 PRINT "TOTALIDAD"
520 GO TO 80
525 GO SUB 210
530 PRINT AT 9,2;"PLANETAS"
531 PRINT ""
540 PRINT "MERCURIO"
550 PRINT "VENUS"
560 PRINT "MARTE"
570 PRINT "JUPITER"
580 PRINT "SATURNO"
590 PRINT "URANO"
600 GO TO 80
610 CLS
620 PRINT "
MENU PRINCIPAL"
630 PRINT " FOCO PRIMARIO (T)
1"
640 PRINT " PROYECCION OCULAR
(T)
2"
650 PRINT " PROYECCION OCULAR
(D)
3"

```

```

660 PRINT " AFOCAL (T)
4"
670 PRINT " PIGGY BACK (T)
5"
680 PRINT " PIGGY BACK (F)
6"
685 PRINT " CTES. DE BRILLO
7"
690 GO SUB 2250
695 IF a$="0" THEN COPY : GO SU
B 2250
700 IF a$="1" THEN GO TO 754
710 IF a$="2" THEN GO TO 834
720 IF a$="3" THEN GO TO 929
730 IF a$="4" THEN GO TO 1079
740 IF a$="5" THEN GO TO 1179
745 IF a$="6" THEN GO TO 1299
750 IF a$="7" THEN GO TO 5
754 GO SUB 210
755 PRINT AT 9,5;"FOCO PRIMARIO
(T)"
760 GO SUB 2060
765 GO SUB 2290
820 GO SUB 2060
825 GO SUB 3200
830 GO TO 690
834 GO SUB 210
835 PRINT AT 9,5;"PROYECCION OC
ULAR (T)"
840 BEEP .1,30: INPUT "DIST. OC
. PEL. (mm) : ";op
850 PRINT "Dist. oc. pel.: ";op
;" (mm)"
860 GO SUB 2110
880 GO SUB 2080
885 GO SUB 2280
900 LET f=(op/(o-1))+f
910 GO SUB 2000
915 GO SUB 3200
920 GO TO 690
929 GO SUB 210
930 PRINT AT 9,5;"PROYECCION OC
ULAR (D)"
940 GO SUB 2140
950 GO SUB 2170
1000 GO SUB 2110
1020 GO SUB 2080
1030 GO SUB 2280
1040 LET do=((SOR ((e)+a+b))/f+1
)+lo
1060 PRINT "DISTANCIA O-P ";do
;" (mm)"
1065 LET f=(do/(o-1))+f
1067 GO SUB 3260
1070 GO TO 690
1079 GO SUB 210
1080 PRINT AT 9,5;"AFOCAL (T)"
1090 GO SUB 2295
1110 GO SUB 2110
1130 GO SUB 2080
1140 GO SUB 2280
1150 LET f=f0/lo+f
1160 GO SUB 2000
1165 GO SUB 3200
1170 GO TO 690
1179 GO SUB 210
1180 PRINT AT 9,5;"PIGGY BACK (T
)"
1190 BEEP .1,30: INPUT "REL. FOC
AL OBJ. ";f
1200 PRINT "Rel. focal obj. ";
f
1205 GO SUB 2295
1210 GO SUB 2000
1215 GO SUB 3210
1220 GO TO 690
1229 GO SUB 210
1230 PRINT AT 9,5;"PIGGY BACK (F
)"
1240 GO SUB 2140
1260 GO SUB 2170
1265 GO SUB 2295

```

```

1310 LET f=SOR ((e)+s+b)
1340 PRINT ;"REL. FOCAL (F)=";IN
T (f+.5)
1345 GO SUB 3210
1350 GO TO 690
1500 PRINT AT 15,0;"
"
1510 RETURN
2000 GO SUB 2170
2040 LET e=f^2/(s+b)
2060 PRINT ;"EXPOSICION ";e;" (s
eg.)"
2070 RETURN
2080 BEEP .1,30: INPUT "REL. FOC
AL TEL. ";f
2090 PRINT ;"Rel. focal tel. :";
f
2100 RETURN
2110 BEEP .1,30: INPUT "LONG.FOC
.OC. (mm) ";lo
2120 PRINT ;"Long. focal oc. :";lo
;" (mm) "
2130 RETURN
2140 BEEP .1,30: INPUT "EXPOSICI
ON (seg.) ";e
2150 PRINT ;"Exposicion: ";e;" (s
eg.)"
2160 RETURN
2170 BEEP .1,30: INPUT "SENSIB.
FILM (ASA) ";s
2180 PRINT ;"Sensib. film: ";s;" (
ASA) "
2200 BEEP .1,30: INPUT "CTE. DE
BRILLO: ";b
2210 PRINT ;"Cte. de brillo: ";b
2220 RETURN
2250 BEEP .2,30: INPUT "Elija un
a opcion ('0' COPY) ";a$
2270 RETURN

```

```

2280 BEEP .1,30: INPUT "APERTURA
(mm) ";ap
2290 PRINT ;"Apertura : ";ap;" (m
m) "
2291 RETURN
2296 BEEP .1,30: INPUT "LONG.FOC
AL OBJ. (mm) ";fo
2297 PRINT ;"Long. focal obj. :";f
o;" (mm) "
2298 RETURN
3000 BORDER 0: PAPER 0: INK 6
3030 CLS
3040 PRINT AT 10,0;" FO
TOGRAFIA "
3050 PRINT AT 12,0; FREE ;" BYTE
S LIBRES"
3060 PRINT AT 21,0;"PRESIONE CUA
LQUIER TECLA"
3062 FOR X=-10 TO 10 STEP 10
3064 BEEP .075,X
3066 NEXT X
3070 IF INKEY$(">") THEN GO TO 5
3080 GO TO 3070
3200 LET fo=ap*f
3210 LET p=205264/fo
3220 PRINT ;"ESC.DE PLACA: ";INT
P;" seg.arco/mm"
3230 PRINT ;"CAMPO(36x24mm) :";IN
T (p)/100;" X ";INT (p+.566)/100
;" gd"
3240 LET lim=INT (p+2)/100
3250 PRINT ;"RES.FEL.TRI-X: ";lim
;" seg.arco"
3260 IF lim<1 THEN LET lim=1
3270 PRINT ;"TIEMPO LIM.5/TRAC.:
";INT ((lim*3.6)/54+10000)/10000
;" (seg) "
3280 RETURN

```



OPTICA VIGNA S.A.

OPTICA FOTO CINE

"Nuestro nombre es la mejor garantía"

- Todas las tarjetas de crédito.
- Recetas en el día.
- Línea completa de armazones nacionales e importadas.
- Laboratorio color en 24 horas. Todas las marcas.
- Foto carnet en el acto.
- Línea completa de pilas y lámparas especiales.
- Se arman packs especiales.
- Prismáticos - Microscopios. Línea completa de compases náuticos Silva.
- Instrumentos Astronómicos

Su pregunta no molesta, nos gratifica para seguir adelante

SUIPACHA 401 esq. CORRIENTES - TEL. 392-9102/393-9281 (1008) BUENOS AIRES

Microcomputación y Astronomía

Conducido por la Subcomisión de Cálculo

DESTRUCCION DE UNA ESTRELLA DOBLE

Una aplicación del programa de *N* cuerpos

Damián Zanette

A modo de aplicación de los programas para calcular trayectorias de cuerpos interactuando gravitatoriamente, que fueran presentados en la sección "Microcomputación y Astronomía" en *R. A.* número 233, presentamos aquí el estudio de la evolución de un sistema de tres cuerpos. La gran variedad de condiciones iniciales y masas que podemos elegir para estudiar luego la evolución del sistema, impide hacerlo en forma general, de manera que es necesario seleccionar un problema en particular, que resulte interesante a la vez que muestre la necesidad de emplear un método numérico para su resolución, dada la complejidad matemática del problema.

El sistema que elegimos consiste esencialmente en una estrella doble cuyo movimiento es perturbado por una tercera estrella que atraviesa el sistema. A fin de disminuir el número de parámetros libres que presenta el problema, armamos las condiciones iniciales de forma que el sistema de tres estrellas tenga un alto grado de simetría: consideraremos (*figura 1*) un sistema doble cuyas componentes, de masas idénticas, describen inicialmente órbitas circulares alrededor de un centro común (centro de masa), en tanto que la tercera estrella se mueve inicialmente en dirección a la estrella doble a lo largo de un eje perpendicular al plano de la doble, que pasa por su centro de masa.

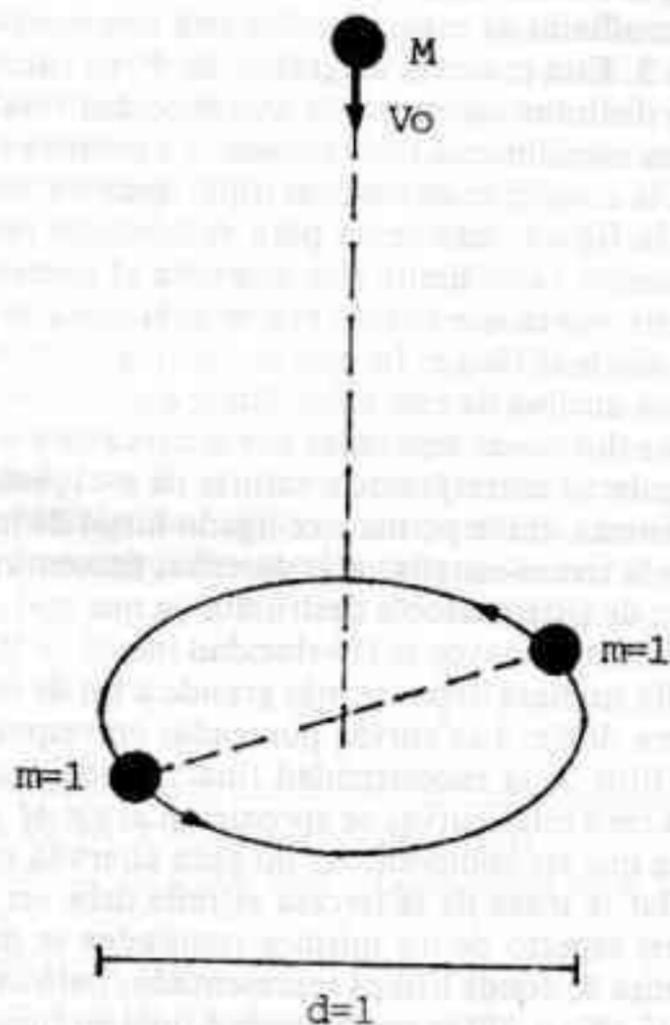


FIGURA 1

Habiendo impuesto que las componentes del sistema doble describan órbitas circulares, al fijar su masa queda también establecida su velocidad y, por lo tanto, el periodo de revolución alrededor del centro de masa. De esta manera, quedan libres solamente los parámetros correspondientes a la tercera estrella, esto es, su velocidad y su masa. La distancia a la cual se encuentra inicialmente de la doble que elige de tal manera que la atracción gravitatoria que ejerce sobre cada componente sea muy pequeña respecto de la atracción mutua de las componentes. Dada la dependencia de la fuerza gravitatoria con el cuadrado de la distancia, si la masa de la tercera estrella es comparable a la masa de la doble, para que la fuerza ejercida sobre cada componente sea del uno por ciento de la fuerza mutua entre las componentes, basta situarla inicialmente a una distancia diez veces mayor al diámetro de las órbitas en el sistema doble.

La simetría de las condiciones iniciales elegidas permite asegurar varias propiedades de la evolución temporal del sistema.

En primer término, observamos que dado que la distancia de la tercera estrella a cada componente de la doble es la misma, los efectos producidos sobre cada una son iguales, de forma que, a pesar de la influencia de la tercera estrella, el movimiento de las componentes seguirá siendo simétrico respecto de su centro de masa. Este hecho determina a su vez que la tercera estrella siempre se mueva sobre el eje de la estrella doble, ya que en ningún momento habrá una fuerza que la desvíe preferencialmente hacia alguna de las componentes. Tenemos entonces que, a medida que el tiempo transcurra, la tercera estrella se irá acercando al plano de la doble, atravesará su centro de masa y finalmente se alejará del sistema, eventualmente en forma definitiva, habiendo en tanto alterado el movimiento circular inicial de las componentes del sistema.

El objeto de este trabajo es justamente estudiar cómo se ven afectadas las órbitas en la estrella doble por acción de la tercera estrella. En una primera aproximación podemos decir que si la masa de la tercera estrella no es muy grande comparada con la de las componentes, sus órbitas cambiarán en forma pero en esencia no se modificará su condición del sistema doble. En cambio, si la masa de la tercera estrella es suficientemente grande y su velocidad no muy alta, de forma que no pase tan rápido que apenas interactúen, el sistema doble puede resultar destruido, esto es, que sus componentes se alejen definitivamente de su centro de masa. La forma de las órbitas en una doble puede caracterizarse por su excentricidad (e). Este número nos indica esencialmente cuán "alargada" es una órbita: $e=0$ en el caso de circunferencias, $0 < e < 1$ para elipses, $e = 1$ para parábolas y $e > 1$ para hipérbolas (*figura 2*). Como vemos, solamente cuando $e < 1$ estamos en presencia de órbitas cerradas, ya que las parábolas e hipérbolas corresponden a órbitas que se alejan definitivamente del centro de masa. Para un sistema doble, la excentricidad de la órbi-

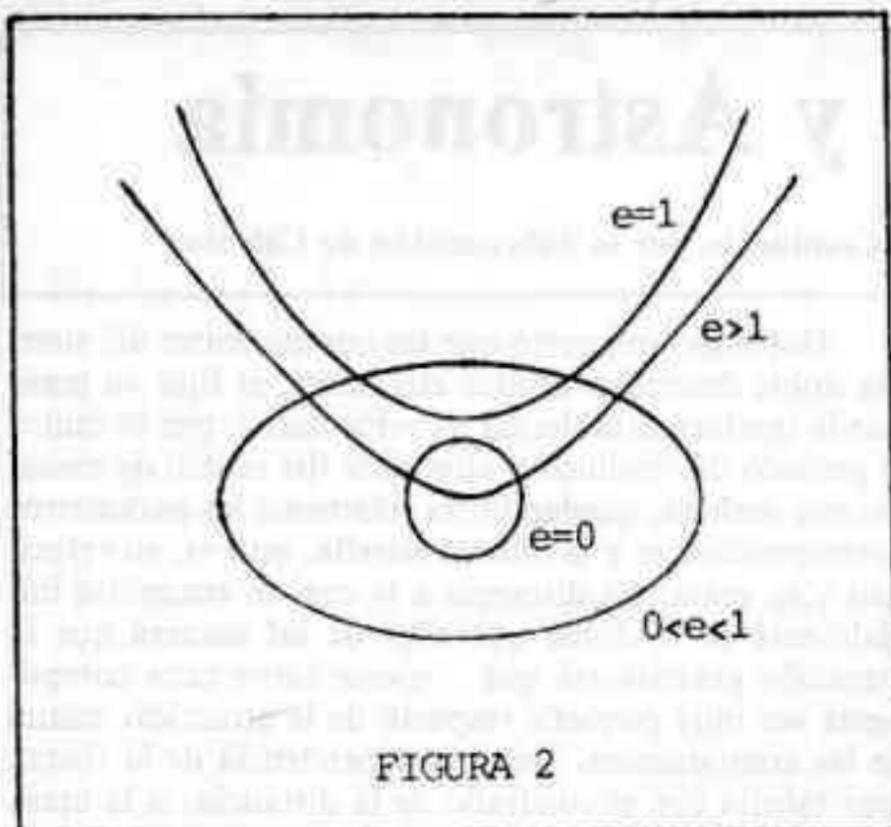


FIGURA 2

ta puede determinarse a partir de la velocidad, masa y posición de las componentes. En nuestro caso particular, la excentricidad inicial de la doble es $e = 0$; a medida que el sistema evolucione este valor se verá modificado de forma que, al alejarse la tercera estrella definitivamente, será posible determinar un valor final para la excentricidad que, en caso de ser mayor que la unidad, indicará que el sistema doble ha sido destruido y sus componentes se alejan una de otra en forma definitiva.

Antes de pasar a describir las características del cálculo numérico, aclaremos un último punto. Para que la excentricidad final de la órbita de las componentes esté bien definida, la tercera estrella debe haberse alejado lo suficiente de la doble como para que, nuevamente, la fuerza gravitatoria que ejerce sobre el sistema sea despreciable respecto a la ejercida por las componentes entre sí. Esto puede no ocurrir en un período de tiempo prudente desde el punto de vista numérico ya que, si su velocidad no es muy grande, la tercera estrella puede ser "atrapada" por el sistema doble formando un sistema triple que eventualmente se mantendrá estable por un tiempo bastante largo. Por lo tanto es necesario definir un criterio que permita decidir si la tercera estrella está, al final del cálculo, atrapado por la doble. No describiremos en detalle el criterio adoptado, ya que requiere introducir consideraciones energéticas del sistema de tres cuerpos. Digamos simplemente que consiste en comparar la energía cinética de la tercera estrella con su energía potencial en el sistema doble: Si la energía cinética es mayor que la potencial, la estrella podrá escapar definitivamente de la atracción gravitatoria de la doble. En caso contrario, estarán formando un sistema triple ligado.

Consideremos ahora los detalles del cálculo numérico. A fin de simplificar los valores numéricos con que trabajemos, fijaremos un sistema de unidades en el cual la unidad de masa será igual a la masa de las componentes del sistema doble, la unidad de tiempo será el período de revolución de la doble y la unidad de distancia será el diámetro de las órbitas iniciales de las componentes.

En este sistema la velocidad inicial de las componentes es igual a π , en tanto que el valor de la constante de gravitación que, como se vio en el correspondiente artículo de R.A. número 233, es lo úni-

co que hay que cambiar en el listado del programa al cambiar el sistema de unidades, resulta ser $G = 2\pi^2$. El tiempo de finalización de cálculo elegido es tal que la tercera estrella se aleje lo suficiente del sistema como para despreciar su interacción; en base a esto determinamos el intervalo de iteración de forma que a lo largo del cálculo las coordenadas de los tres cuerpos sean computadas alrededor de 2000 veces. Este número de iteraciones requeriría en una microcomputadora usual un tiempo de cálculo inmanejable, máxime teniendo en cuenta que queremos hacer varias corridas del programa, variando los parámetros que nos interesan (velocidad y masa de la tercera estrella).

Por lo tanto decidimos traducir el programa al lenguaje FORTRAN 77, sin alterar el proceso, a fin de hacerlo correr en la computadora VAX 11/780 del Centro Atómico Bariloche. En una computadora como ésta, cada iteración requiere algo menos de media milésima de segundo; el mismo proceso de una microcomputadora Apple II dura alrededor de un segundo.

Los datos iniciales de la simulación son fijos para las dos componentes de la estrella doble. Para la tercera también será fija su posición inicial, en tanto que, a fin de ver su influencia sobre el sistema doble haremos variar su masa (M) y su velocidad inicial (V_0) en cada corrida del programa. Los límites de variación de estos dos parámetros se eligieron de forma que $0 < V_0 < 40$ y $0 < M < 2,5$ en las unidades correspondientes. La velocidad se hizo cambiar sucesivamente comenzando con $V_0 = 1$ y aumentándola en uno por cada corrida. La masa se hizo variar desde $M = 0,1$, aumentándola de a 0,1. Este requiere en total 1000 corridas del programa, equivalente a unas 13 horas de cálculo. A fin de optimizar la información resultante incluimos en el programa el cálculo de la excentricidad final de la doble, y la condición de ligadura del sistema triple. De esta forma, en cada corrida, para cada valor de M y V_0 obtuvimos el valor de la excentricidad.

El resultado de estos cálculos está representado en la figura 3. Esta presenta un gráfico de V_0 en función de M , para distintos valores de la excentricidad final. Distinguimos especialmente tres regiones: La primera corresponde a la condición de sistema triple ligado. Como vemos en la figura, ésta se da para velocidades menores que un cierto valor límite que aumenta al aumentar la masa. Esto indica que cuanto mayor es la masa de la tercera estrella más fácil es formar un sistema triple casi estable. Por encima de este valor límite que aumenta distinguimos dos zonas separadas por la curva de $e = 1$. El de la izquierda corresponde a valores de $e < 1$, esto es, a que el sistema doble permanece ligado luego de interactuar con la tercera estrella. A la derecha, encontramos la situación de sistema doble destruido, ya que $e > 1$. Notemos que cuanto mayor es la velocidad inicial de la tercera estrella su masa debe ser más grande a fin de destruir al sistema doble. Las curvas punteadas corresponden a valores fijos de la excentricidad final; a medida que se acerca a cero estas curvas se aproximan al eje $M = 0$ ya que para que las componentes no vean alterada su órbita circular la masa de la tercera estrella debe ser nula.

Otro aspecto de los mismos resultados se muestra en el figura 4, donde hemos representado, para un valor fijo de V_0 ($V_0 = 20$) la excentricidad final en función de M . Observamos que a medida que la masa aumenta la variación en la excentricidad es cada vez menor.

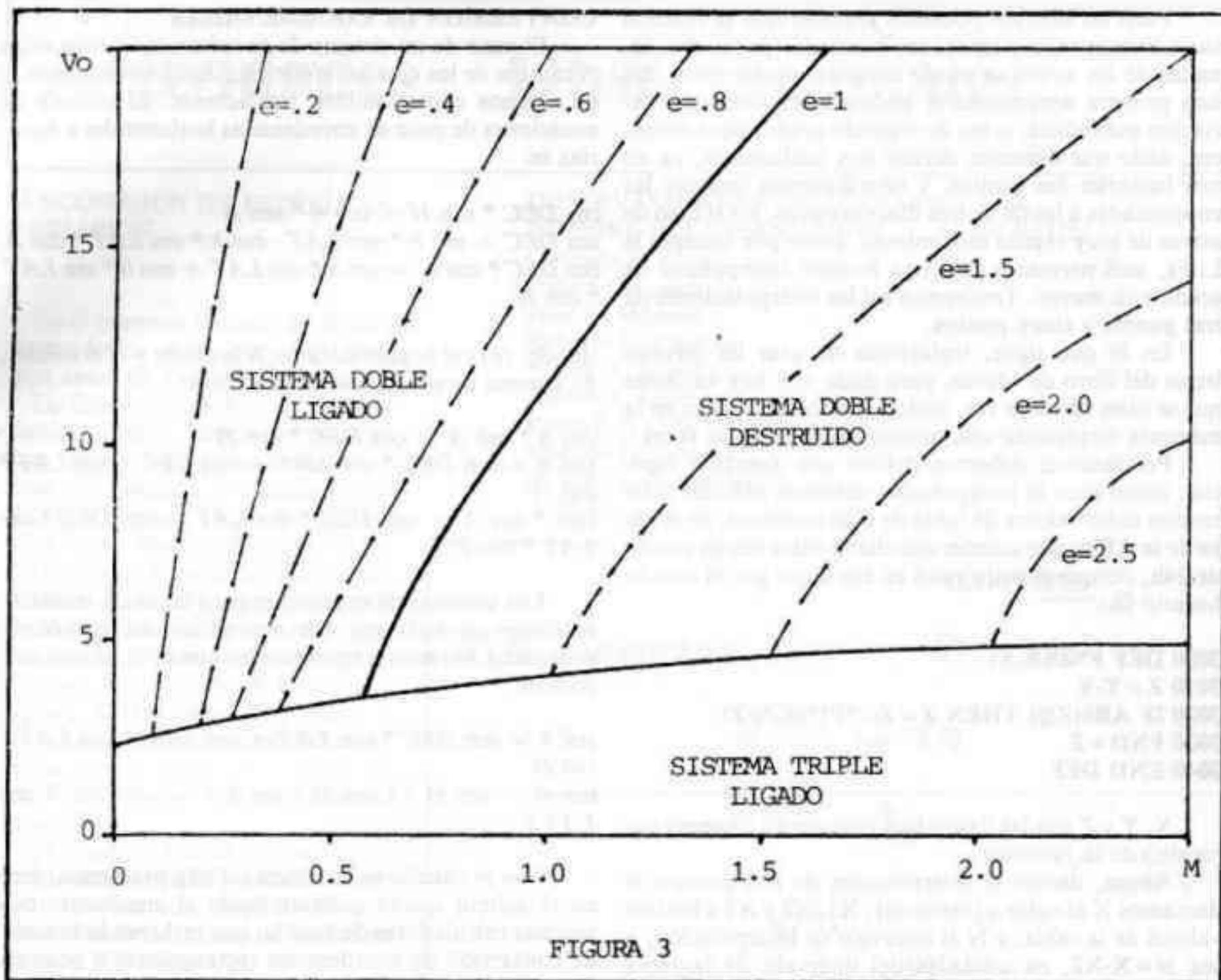


FIGURA 3

Podríamos preguntarnos si se alcanza un valor máximo de la excentricidad o si, en cambio, podemos aumentar e tanto como querramos, con sólo aumentar M . De la misma manera, nos preguntamos si para un dado valor de la masa, aumentando suficientemente la velocidad podemos disminuir hasta anular los efectos de la tercera estrella sobre el sistema doble, o si aquí también existe un límite mínimo para la excentricidad final que podemos alcanzar. Estas preguntas quedan planteadas para ser resueltas con simulaciones numéricas más amplias que las que se hicieron aquí. Digamos que, no obstante, éstas demuestran que puede obtenerse una gran variedad de conclusiones mediante los programas presentados en *R. A.* número 233, además de comprobar la complejidad de las órbitas de un número cualquiera de cuerpos interactuando gravitatoriamente.

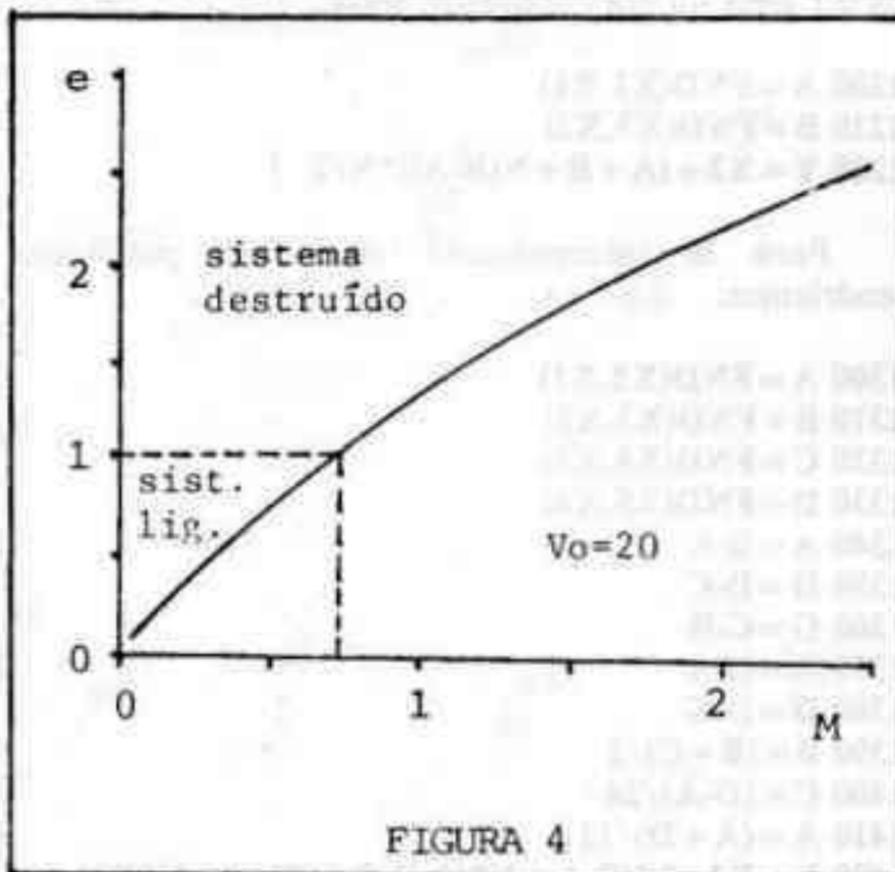


FIGURA 4

RUTINAS DE USO EN ASTRONOMIA

Continuamos aquí con esta serie iniciada en el número anterior.

INTERPOLACION

Es común en cálculos astronómicos que debamos obtener las coordenadas de un astro a una hora determinada, pero solamente contamos con las posiciones tabu-

ladas a 0h Greenwich; en este caso se deberá interpolar.

Todos estamos familiarizados con la interpolación lineal; por medio de ella, conocidos dos puntos a y b de una función podemos estimar un punto intermedio con la relación

$$y = ((x - x_a) / (x_b - x_a)) * (y_b - y_a) + y_a$$

Pero no siempre podemos suponer que la función varía linealmente, y en el caso particular de las coordenadas de los astros se puede cometer mucho error. En una primera aproximación podemos suponer una variación parabólica, o sea de segundo grado; pero entonces, dado que debemos definir tres coeficientes, ya no nos bastarán dos puntos, y necesitaremos conocer las coordenadas a las 0h de tres días sucesivos. En el caso de astros de muy rápido movimiento, como por ejemplo la Luna, será necesario usar una función interpolante de grado aún mayor. Tendremos así las interpolaciones de tres puntos y cinco puntos.

En lo que sigue, trataremos de usar las mismas letras del libro de Meeus, pero dado que hay variables que se usan una sola vez, podemos ahorrar espacio en la memoria empleando una misma variable varias veces.

Previamente debemos definir una *function* especial; como para la interpolación debemos calcular diferencias entre valores de tabla de días sucesivos, en el caso de la AR puede suceder que dicho valor sea en exceso de 24h, porque el astro pasó en ese lapso por el círculo horario 0h:

```
3000 DEF FND(X,Y)
3010 Z = X-Y
3020 IF ABS(Z)>1 THEN Z = Z-2*PI*SGN(Z)
3030 FND = Z
3040 END DEF
```

X, Y y Z son las "variables fantasma" (*dummy variables*) de la *function*.

Ahora, damos la interpolación de tres puntos: si llamamos X al valor a interpolar, X1, X2 y X3 a los tres valores de la tabla, y N al intervalo de interpolación, o sea $N = X - X_2$, en unidades del intervalo de la tabla ($N = 1$ sería un día completo), sería:

```
1200 A = FND(X2,X1)
1210 B = FND(X3,X2)
1220 Y = X2 + (A + B + N*(B-A))*N/2
```

Para la interpolación de cinco posiciones tendríamos:

```
1300 A = FND(X2,X1)
1310 B = FND(X3,X2)
1320 C = FND(X4,X3)
1330 D = FND(X5,X4)
1340 A = B-A
1350 D = D-C
1360 G = C-B
1370 A = G-A
1380 D = D-G
1390 B = (B + C)/2
1400 C = (D-A)/24
1410 A = (A + D)/12
1420 Y = X3 + N*(B-A + N*(A/2-C + N*(A + N*C)))
```

A, B, C, D y G son variables auxiliares; la misma rutina puede usarse para interpolar la declinación, pero en ese caso es innecesario el uso de la función FND, ya que no hay discontinuidades. Es recomendable elegir las fechas e interpolar de manera que $-0,5 < N < 0,5$, aunque el algoritmo todavía funciona bastante bien con $-1 < N < 1$.

CONVERSION DE COORDENADAS

El paso de un sistema de coordenadas a otro exige el cambio de los ejes de referencia; implica rotaciones, y en algunos casos también traslaciones. El sistema de ecuaciones de paso de coordenadas horizontales a horarias es:

$$\begin{aligned} \cos DEC * \sin H &= \cos h * \sin A \\ \sin DEC &= \sin h * \sin LAT - \cos h * \cos LAT * \cos A \\ \cos DEC * \cos H &= \sin h * \cos LAT + \cos h * \sin LAT * \cos A \end{aligned}$$

donde: H es el ángulo horario, h la altura y A el acimut. El sistema de ecuaciones inverso será:

$$\begin{aligned} \cos h * \sin A &= \cos DEC * \sin H \\ \sin h &= \sin DEC * \sin LAT + \cos DEC * \cos LAT * \cos H \\ \cos h * \cos A &= -\sin DEC * \cos LAT + \cos DEC * \sin LAT * \cos H \end{aligned}$$

Los sistemas de ecuaciones para las otras transformaciones son análogos. Veremos el caso del paso de coordenadas horarias a horizontales que es el de uso más común:

$$\begin{aligned} \sin h &= \sin DEC * \sin LAT + \cos DEC * \cos LAT * \cos H \\ \tan A &= \sin H / (\cos H * \sin LAT - \tan DEC * \cos LAT) \end{aligned}$$

Con el cálculo de la altura no hay problema, pero en el acimut queda indeterminado el cuadrante; con muchas calculadoras de bolsillo que incluyen la función de conversión de coordenadas rectangulares a polares, la solución es sencilla, pero casi ninguna computadora la tiene, por lo que tendremos que echar mano a un cálculo auxiliar. Por ejemplo, como:

$$\cos A = (-\sin DEC * \cos LAT + \cos DEC * \sin LAT * \cos H) / \cos h$$

si el signo de $\cos(A)$ es (+), el ángulo está en los cuadrantes 1° o 4°, y si es (-), en los cuadrantes 2° o 3°; como el $\cos h$ es siempre (+), basta calcular el signo del numerador, que coincide con el denominador de $\tan A$ si en la ecuación anterior multiplicamos numerador y denominador por $\cos DEC$. Si llamamos F1 a $\sin LAT$, F2 a $\cos LAT$, H a $\sin H$, H1 a $\cos H$, D a $\sin DEC$, D1 a $\cos DEC$ y H0 a la altura, nuestra rutina quedaría:

```
5000 H0 = ASIN(F1*D + F2*D1*H1)
5010 K = F1*D1*H1 - F2*D
5020 A = ATN(D1*H/K)
5030 IF K<0 THEN A = A + PI
5040 A = MOD(A,2*PI)
```

(continuará)

C. RUSQUELLAS

Actividades Observacionales

SUBCOMISION DE ESTRELLAS VARIABLES

En el presente número de *Revista Astronómica* presentamos el resumen anual de 1985.

La Subcomisión de Estrellas Variables estuvo integrada por los Sres. Roberto Fiadone (encargado), Juan C. Marioni, Conrado Kurtz, Rubén Thomsen, Pablo Varela, Fabián Tucci, Marcelo Saludas, Víctor Tombotto, y Ricardo S. Castiñeiras.

Dichos observadores realizaron trabajos sobre diferentes estrellas: L2 Puppis, R carinae, I Carinae, S Carinae, Eta Carinae, R Scuti, Beta Lyrae, R Centauri, T Centauri y otras más con menos cantidad de estimas. Las observaciones fueron realizadas por lo general desde nuestra asociación.

El número total de estimas fue de 853 (véase el cuadro), siendo éste un gran avance con respecto al año 1984, donde solamente se habían realizado 365 estimas.

Dichas estimas fueron enviadas, como el año pasado, a la LIADA (Liga Iberoamericana de Astronomía), a la AAVSO (American Association of Variable Stars Observers) y a partir de este año se comenzaron a enviar estimas a la RASNZ (Royal Astronomic Society of New Zealand).

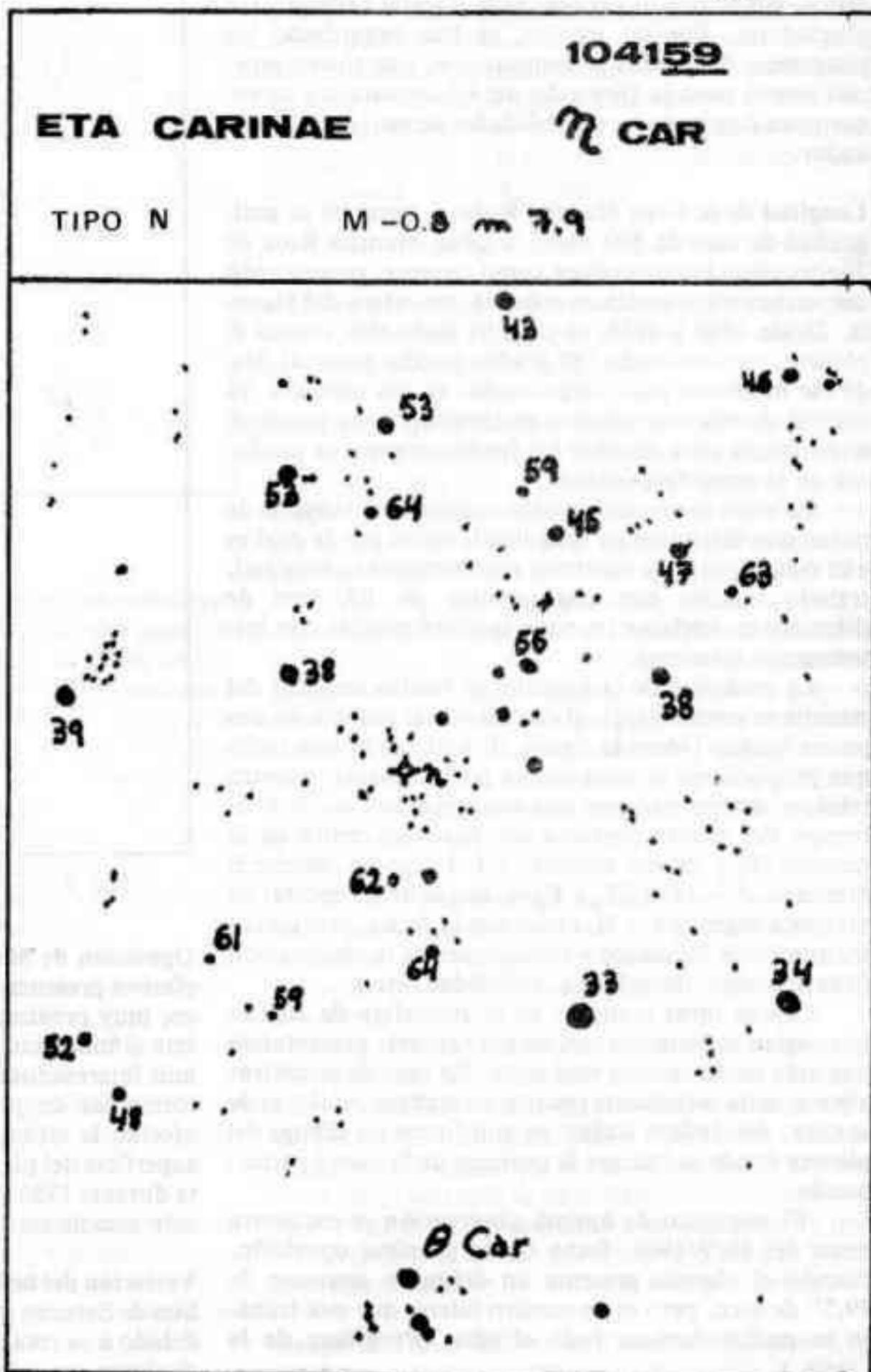
Hacia fin de año el encargado de la subcomisión, el Sr. Roberto Fiadone, abandonó el cargo, siendo ocupado por el Sr. Juan C. Marioni.

Junto con el resumen del año incluimos la carta de Eta Carinae, de la cual ya habíamos hablado en números anteriores.

Esta estrella actualmente oscila entre las magnitudes 5,6 y 6,0. Recomendamos para su observación el uso de binoculares o instrumentos de baja potencia. Como es costumbre, invitamos a los interesados a integrarse a la subcomisión. Para ello dirigirse al encargado de la misma, el Sr. J.C. Marioni.

OBSERVACIONES REALIZADAS EN 1985.

NOMBRE DEL OBSERVADOR	Nº DE ESTIMAS
Conrado F. Kurtz	250
Rubén Thomsen	237
Juan C. Marioni	159
Roberto G. Fiadone	99
Víctor G. Trombotto	51
Fabián A. Fucci	20
Pablo L. Varela	20
Marcelo O. Saludas	9
Ricardo S. Castiñeiras	8
TOTAL	853.



Programas de Observación

DIRECCION DEL OBSERVATORIO

La Dirección del Observatorio está interesada en promover la observación entre los lectores de REVISTA ASTRONOMICA que tengan acceso a instrumentos pequeños o a buenas condiciones de transparencia atmosférica, imposibles de obtener en la Capital Federal y sus alrededores. Por tal motivo, se han organizado los programas detallados a continuación, que tienen especial interés para la Dirección del Observatorio y se encuentran dentro de las posibilidades de cualquier observador.

Longitud de la Gran Mancha Roja: A pesar de su antigüedad de más de 300 años, la Gran Mancha Roja de Júpiter sigue tan misteriosa como siempre, presentando desplazamientos erráticos sobre la atmósfera del planeta. Desde 1900 a 1936, la GMR ha dado tres vueltas al planeta, retrocediendo 180 grados (medio planeta) desde ese momento para luego oscilar en esa posición. El control de este movimiento en longitud es de principal importancia para estudiar los fenómenos que se producen en la atmósfera joviana.

En estos momentos la GMR se encuentra cubierta de nubes que dificultan su visibilidad, razón por la cual es aún más importante controlar regularmente su longitud, trabajo sencillo con instrumentos de 100 mm de diámetro en adelante (aunque también posible con instrumentos menores).

La medición de la longitud se realiza respecto del meridiano central (MC), el cual divide el planeta en dos partes iguales [véase la figura 1]. Utilizando una radio que proporcione la hora exacta para controlar nuestro reloj, se determinan con una exactitud de 1 segundo el tiempo del primer contacto (a), paso del centro de la mancha (b) y último contacto (c). Luego se obtiene el promedio $T = (T_1 + 2T_2 + T_3)/4$, que se debe reportar en TU (hora argentina + 3), junto con la fecha, instrumento, aumentos utilizados y condiciones de la observación (transparencia atmosférica, visibilidad, etc.).

Existen otras manchas en la atmósfera de Júpiter que varían su longitud con mayor rapidez, presentando una vida media mucho más corta. En caso de encontrar alguna, sería interesante realizar un trabajo similar al de la GMR, debiéndose incluir en el informe un dibujo del planeta donde se indique la posición de la nueva perturbación.

El momento de óptima observación se encuentra cerca del 10/9/1986, fecha de su próxima oposición, cuando el planeta presente un diámetro aparente de 49,5'' de arco, pero es de nuestro interés que este trabajo se realice durante todo el año. (Programa de la LIADA.)

20 • Octubre-Diciembre de 1985

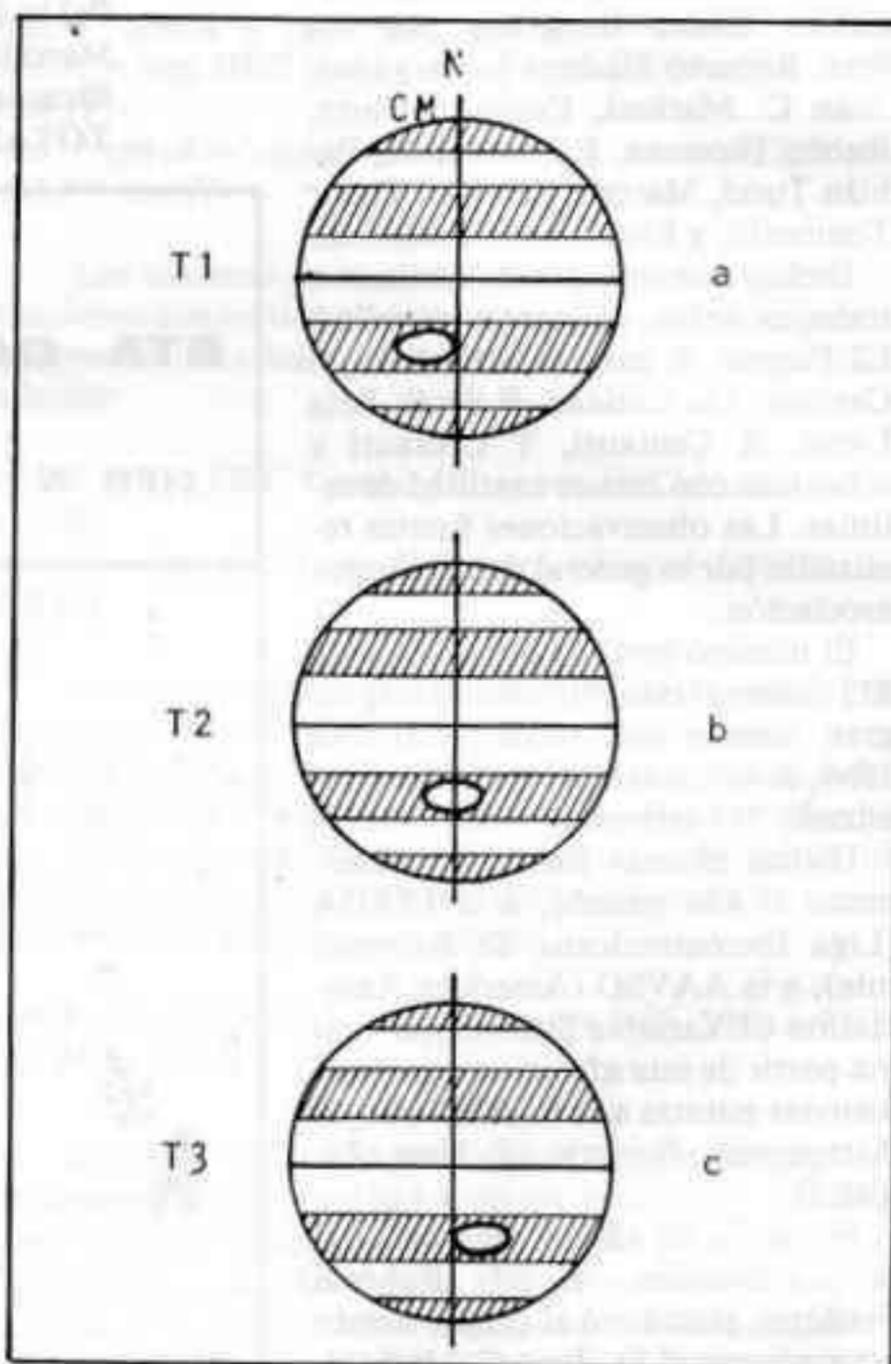


Fig. 1

Oposición de Marte en 1986: El próximo 10/7/1986 el planeta presentará un diámetro aparente de 22,3'' de arco, muy próximo al máximo de 23,8'' en 1988, siendo éste el momento oportuno para efectuar dibujos. Estamos interesados en reportes sobre los casquetes polares, tormentas de polvo, su duración y extensión, cómo afectan la visibilidad de las marcas permanentes en la superficie del planeta, etc. Un control regular del planeta durante 1986, 1987 y 1988 permitirá obtener información estadística sobre estos fenómenos.

Variación del brillo de los satélites de Saturno: Los satélites de Saturno presentan marcadas diferencias de brillo debido a su rotación. Sería interesante estudiar estas variaciones con relación a sus posiciones respecto al plane-

REVISTA ASTRONOMICA

ta. Como se puede ver [véase la figura 2], la variación en magnitud es considerable y perfectamente medible por un aficionado. Sería interesante utilizar en este trabajo un fotómetro de comparación visual, o algún otro instrumento que nos permita medir directamente el brillo para poder estimar la magnitud de los satélites respecto de las estrellas conocidas. En caso de no poseer ningún instrumento de este tipo, será suficiente hacer estimas respecto de Titán, considerando su magnitud fija en 8,3 y ordenando los restantes en forma decreciente. Estos datos, junto con la posición de cada uno respecto al planeta, la hora en TU, la fecha, el instrumento, los aumentos utilizados y las condiciones atmosféricas y de visibilidad de la observación, se deberán reportar oportunamente a la Dirección del Observatorio.

Para los observadores que tengan acceso a instrumentos mayores de 200 mm de diámetro, se les recomienda prestar atención a la aparición de manchas sobre el disco del planeta similares a las de Júpiter y, en caso de descubrir alguna, realizar un trabajo similar al detallado para la GMR.

Las mejores fechas para observar Saturno son las cercanas al 27/5/1986, día de su menor distancia a la Tierra, cuando presentará un diámetro de 18,4" de arco, pero es de nuestro interés que este trabajo se realice durante todo el año.

	M _v m	Var
Encelado	11,7	±0,5
Tethys	10,6	±0,8
Dione	10,7	±0,7
Rhea	10,0	±0,5
Titán	8,3	±0,3
Japeto	10,8	±1,0

Fig. 2

Lluvias meteóricas: Si no posee un telescopio pero tiene acceso a un cielo de calidad regular y ganas de trabajar, ¡este programa es su oportunidad! Sólo necesita su vista, algún medio de registrar las observaciones (papel y lápiz, grabador, etc.), un sillón o silla que le permita observar desde una posición cómoda, tiempo y un poco de paciencia. Todas las observaciones meteóricas están mal observadas desde el hemisferio sur y es necesario obtener datos acerca de su tasa horaria, posición del radiante, si éste se mueve o no, magnitud, color, etc.

Todos los años se presentan las siguientes oportunidades para trabajar con las lluvias anuales:

Enero-febrero: Centáuridas.

Marzo-abril: Corona australidas y líridas de abril.

Mayo-junio: Acuáridas y ofiúchidas.

Julio-agosto: Capricórnidas, acuáridas, peces australidas, capricórnidas y acuáridas.

Setiembre-octubre: Oriónidas y piscidas.

Noviembre-diciembre: Leónidas, táuridas y gemínidas.

Aparte de las mencionadas hay lluvias anuales muy intensas que no se observan bien desde el hemisferio sur pero que serían interesantes de controlar, y una decena de lluvias menores y débiles muy mal observadas que serían interesantes de estudiar.

REVISTA ASTRONOMICA

Recuerde que los trabajos en lluvias meteóricas realizados por aficionados son de gran valor, en especial si se realizan desde el hemisferio sur. (Programa de la LIADA.)

Curva de luz de W Crucis: Esta binaria eclipsante del hemisferio sur está tan mal observada que no se conoce su curva de luz en el visual, ni si su mínimo es plano, ni si tiene mínimos secundarios, etc. Varía entre las magnitudes 8,0 y 9,3, ideales para un aficionado, y su período se calcula en 198,53 días. Los mínimos que se producen en 1986 corresponden a los meses de febrero y setiembre, debiéndose controlar la variable desde 45 días antes hasta 45 días después de producirse el mínimo. (Programa de la LIADA.)

Además de estos programas de observación especiales, tenemos planes disponibles para grupos de observadores y asociaciones interesadas, como también para los poseedores de instrumentos mayores de 200 mm de diámetro o montados ecuatorialmente en forma permanente. Los interesados en estos planes o en los programas comentados pueden dirigirse a la Dirección del Observatorio por carta o personalmente, indicando el instrumental disponible y el programa de su interés. A vuelta de correo se le remitirá la información necesaria para realizar el trabajo elegido.

A los socios que viven cerca de nuestro edificio social se les recuerda que se han formado grupos de observadores que utilizan las instalaciones de nuestro observatorio para realizar gran variedad de trabajos. Entre estos grupos podemos nombrar:

Grupo de Observaciones Solares: Sus orígenes se remontan a 1979 cuando se realizaron los primeros trabajos serios sobre el tema. Desde 1982 hasta la fecha este grupo ha trabajado en forma continua y se encuentra en permanente contacto con centros astronómicos nacionales y del exterior.

Todos los sábados, poco después de las 14 hs, los integrantes de este grupo se reúnen para observar el Sol en nuestras instalaciones, efectuar recuentos de las observaciones recibidas y preparar resúmenes para exponer en la cartelera disponible para ese fin. La participación es irrestricta, dado que no son necesarios conocimientos avanzados para realizar este trabajo. El encargado de este grupo ante la Dirección del Observatorio es el Sr. Fabián Fucci.

Grupo de Observadores de Estrellas Variables: Es el grupo más numeroso y el más antiguo de la asociación, contando entre sus miembros al Sr. Mario Vattuone, en su momento Primer Observador Mundial de Estrellas Variables.

Las estrellas que se mantienen en permanente estudio responden a diferentes tipos (cefeidas, eclipsantes, de largo período, etc.), pero se necesitan más observadores para poder abarcar mayor número de estrellas con la misma eficiencia que en la actualidad. Para formar parte del grupo sólo se necesitan conocimientos elementales sobre el tema y acercarse a la asociación un miércoles o viernes. El encargado del grupo ante la Dirección del Observatorio es el Sr. Juan Carlos Marioni.

Grupo de Observadores de Estrellas Múltiples: Un grupo.
Octubre-Diciembre de 1985 • 21

po de participantes del curso de astronomía observacional del año 1985 se interesó en el tema de la medición de estrellas múltiples luego de la práctica que se realizó en el observatorio de la asociación con ese tema. Este interés se vio incrementado por el enorme número de sistemas múltiples y por el hecho de que muchos sistemas del hemisferio sur no han sido estudiados todavía o sólo tienen una medición en muchos años. La posibilidad de obtener datos válidos y útiles usando elementos y cálculos muy sencillos alentaron la inclinación hacia esta actividad.

Por supuesto, esta tarea requiere la participación de todos aquellos que deseen compartir este apasionante campo con los socios que actualmente forman el grupo. El encargado ante la Dirección del Observatorio es el Sr. Jorge Carrizo.

Grupo de Observadores de Ocultaciones: La observación de ocultaciones de estrellas por la Luna es el tema de interés de este grupo relativamente joven en nuestra asociación. Para efectuar este trabajo se cuenta con la ayuda del Observatorio Naval de los Estados Unidos (USNO), el cual remite la predicción de las ocultaciones

calculadas para las coordenadas geográficas de nuestros instrumentos. Por supuesto, los métodos de medición y observación son muy sencillos y no requieren ningún tipo de capacitación especial. Los socios interesados en esta apasionante tarea quedan invitados a acercarse al grupo y hablar con sus integrantes los días lunes. El encargado ante la Dirección del Observatorio es el Sr. Ricardo Castiñeiras.

Si se encuentra interesado en participar en estos grupos y no puede comunicarse con el encargado del mismo, le es imposible concurrir el día indicado o no puede acercarse a la asociación, solicite hablar con algún miembro de la Dirección del Observatorio (siempre hay uno a cargo) o dirijase por carta a dicha dirección planteando su problema.

Recuerde que existen muchos programas de observación con valor científico al alcance de instrumentos de aficionado. Comuníquese con nosotros para indicarnos su inquietud y buscaremos el programa más apto para su instrumental y posibilidades, facilitándole toda la información necesaria.

Lo esperamos. Lo atenderemos con gusto.

Noticias de la Asociación

SOCIOS NUEVOS

5235 JUAN GUILLERMO AGUILERA
 5236 DANIEL POSTMA
 5237 JULIO CESAR GIANNI
 5238 LEANDRO DIAZ
 5239 ENRIQUE PEREIRA DE LUCENA
 5240 HORACIO LANCILLOTTI
 5241 GUSTAVO DAVID DICI
 5242 DANIEL JOSE CAPOLA
 5243 JOSE FRANCISCO CASANOVAS
 5244 JULIO SALOMON
 5245 MARIA CRISTINA SHIMIZU
 5246 MARGARITA DE LLARZA
 5247 DANIEL ADRIAN ROITBARG
 5248 JOSE LUIS PALASI
 5249 MARINA E. HEPBURN DE PIDAL
 5250 PAOLA DE STEFANO
 5251 PATRICIA NOVALES
 5252 MONICA GILDA CASSATARO
 5253 MIRTA PAEZ DE BALLARDINI
 5254 GUILLERMO SEGUNDO MACCHE
 5255 DANIEL SERGIO DE LA VEGA
 5256 GLADYS ELENA ARIAS DE PASCUAL
 5257 HORACIO JAVIER PASCUAL
 5258 JULIO ROIG CONESA
 5259 FERNANDO HALAC
 5260 PASCUAL GALLELLI
 5261 DANIEL PICHETTI
 5262 GUSTAVO DANIEL SEGAL
 5263 GRACIELA MABEL LALIA DE TAYSIS
 5264 CARLOS SPALTRO
 5265 FABIAN IGNACIO ARRATIBEL
 5266 GERARDO JULIAN LAGOS
 5267 VALERIA DOVAL
 5268 MARIANO HORACIO LOUGE

5269 MARCELO DE LUCA
 5270 DANIEL VICTOR CRIVELLI
 5271 GERARDO JAVIER POZZETTI
 5272 ROBERTO BUODO
 5273 EDUARDO PALET
 5274 SAVERIO ARLIA
 5275 AGUIRRE MIGUEL
 5276 EDUARDO ZUVIRIA
 5277 JORGE FERNANDO DI LAUDO
 5278 FELIPE DE FILIPPI
 5279 VERONICA LEONOR PERTICONE
 5280 SANDRA ROXANA FANTUZZI
 5281 JORGE CAMPOS
 5282 EDUARDO ALBERTO AGUDO
 5283 LUCIANO SANGIORGI
 5284 ANTONIO VIANI
 5285 JOSE M. MENENDEZ
 5286 ALVAREZ LILIANA OFELIA
 5287 JUAN PATRICIO ALLEGRI
 5288 REINALDO NARISCO
 5289 EDUARDO JORGE MEDINA
 5290 DEVESA GRACIELA VIVIANA
 5291 FERNANDEZ RIDANO ALBERTO DANIEL
 5292 HERME CARLOS ALBERTO
 5293 ASQUINASI EZEQUIEL
 5294 KIBRICK JORGE EDUARDO
 5295 NOVOCELITCHI CRISTIAN
 5296 RAMON A. GALVAN
 5297 RODRIGO LOSADA MENENDEZ
 5298 WALTER RAUL GARCIA
 5299 SANTIAGO GARCIA RODRIGUEZ
 5300 MARIA DEL CARMEN RUIZ DE BARREIRO
 5301 MAITE ARACELI GENTILELLA
 5302 MANUEL ADOLFO GWIAZDA

Bibliografía Comentada

ASTRONOMY WITH SCHMIDT-TYPE TELESCOPES; Editor: M. Capaccioli; REIDEL PUBL. CO-DORDRECHT-HOLANDA—1984: 619 Pág.-Tela-U S 84.- (220 Gulden)

Esta obra de la serie "Astrophysics and Space Science Library" (Nº 110) contiene las Actas (proceedings) del 78º Coloquio de la U.A.I., celebrado en Asiago (Italia) entre el 30 de Agosto y el 2 de Septiembre de 1983. Está, por ende, dirigida a los profesionales de la ciencia de Urania, aunque un aficionado aventajado puede extraer de sus páginas una cantidad de ideas y sugerencias útiles. Consta de prólogo, lista de participantes, palabras de bienvenida a los mismos, etc. y 91 artículos de astrónomos participantes sobre distintos temas y enfoques de la astronomía con cámaras Schmidt y de los sorprendentes avances que ha conseguido.

Cada artículo lleva al final una bibliografía de referencias de consultas -a veces copiosa- y, en algunos casos, breves diálogos suscitados después de la exposición del tema tratado. Hay al final un sumario e índices de autores, nombres, objetos astronómicos y temas. El nivel de los distintos artículos es variado; algunos son breves, descriptivos y fácilmente asequibles, mientras que otros requieren sólidos conocimientos del tema tratado para su lectura. En ciertos casos serán necesarios conocimientos previos de fotografía astronómica, electrónica, programática, computación, fotometría fotoeléctrica y electrónica y, en general, técnicas de avanzada, como integradoras de imagen, fibras ópticas, etc. El corto espacio de que se dispone en nuestra revista impide tratar con mayor amplitud una obra de especial interés para el profesional y para el aficionado que busca "ponerse al día" en sus conocimientos.

El libro está impreso en "offset", según suele usarse ahora; algunos artículos contienen también gráficas y fotos ilustrativas del tema tratado.

Consideramos que es recomendable para una biblioteca especializada en astronomía.

ELEMENTI DI TECNICA RADIOASTRONOMICA
2ª Edición revisada y ampliada por Gianfranco Sinigaglia (I4BBE) et al. Edizioni Radioelettroniche C e C; CP 69 - Fuenza - Italia 1983. 128 pag. En rústica

Un libro destinado exclusivamente a los radioafi-

cionados amantes de la radioastronomía, escrito y pensado por un autor que, además de profesor del Instituto de Física de la Univ. de Bolonia, es un radioaficionado con más de treinta años de actividad. Realizó juntamente con los profesores Ceccarelli y Braccisi, el radiotelescopio de Medicina (Bolonia). Según reza la presentación, ha colaborado también el Dr. Goliardo Tamassetti (I4BER) en algunos aspectos de la obra.

De entrada impacta la solvencia, claridad y amabilidad con que es tratado el tema, al punto de dar la impresión de una charla informal sobre el asunto, con lo cual se elimina toda rigurosidad que puede, en cierto modo, confundir o canar al lector. En sucesivos capítulos o secciones el autor y su colaborador -que demuestran conocer a fondo el tema y saber enseñar la especialidad a nivel de divulgación- tratan de nociones sobre radiofuentes, el radiotelescopio y aparatos auxiliares, técnica de microondas, cables coaxiales, guías de ondas, antenas para microondas, temperatura de fondo y de antena, varios tipos de antenas, circuitos prácticos para microondas y radioastronomía para aficionados. Completa la obra una serie de tablas con datos útiles.

El libro está profusamente ilustrado con dibujos explicativos y diversos circuitos electrónicos para radiotelescopios simples. Los cálculos han sido reducidos a su mínima expresión. Cabría extenderse sobre algunos de los méritos de la obra, pero la tiranía de espacio que impone nuestra revista no lo permite. Quien escribe considera que se trata de una verdadera joya para el radioaficionado con gusto para la astronomía y no debería faltar en una biblioteca que cubra este campo. Opino que incluso algunos datos sobre técnica de microondas podrían interesar también a cualquier aficionado a FUE y microondas.

Merecería una traducción al castellano para aquellos que tuvieren problemas con el idioma original.

M. V.

SARNA DEEP-SKY ATLAS. 102 cartas en papel tipo cartulina dura. Willmann-Bell, inc. 22x28 cm. En inglés.

Este Atlas ha sido realizado especialmente para encontrar distintos objetos en el cielo, útil para el aficionado novato que decide emprender sus primeras búsquedas.

Cada carta cubre un campo de 3º 10' X 3º 50' alre-

dedor de los astros más brillantes del firmamento, con una escala de 6 cm/grado, en fondo azul, para facilitar la búsqueda.

En total, contiene 115 galaxias, 41 cúmulos globulares, 25 nebulosas planetarias, 56 cúmulos abiertos y 17 nebulosas gaseosas, sumando así 254 objetos, con un fondo de 35 mil estrellas. Cada una fue realizada a partir de una fotografía y chequeando luego con un telescopio (newtoniano).

Las cinco primeras cartas incluyen un índice, en el que están divididos por tipos de objetos y en orden de número NGC, con el número de carta en que se hallan. Posee también un mapa general de 40X23 cm que cubre $\pm 70^\circ$ en declinación y de 0 a 24 hs. en ascensión recta, en proyección Mercator, con las fechas más propicias para la observación en el eje de la ascensión recta.

En cada carta figura: los puntos cardinales, la constelación, nombre y tipo de objeto, coordenadas para 1950.0 y localización con respecto a una estrella cercana conocida. Por ejemplo en la carta 1 figuran:

NOMBRE	TIPO	AP	DEC	LOCALIZACION
NGC 40	PN	DDh 10.2h	+72° 15'	β Cas NGC 40 3.6m E 13° 23' N

Esto último significa que centrando β Cas y moviendo 3.6 min. al Este y 13°23' al Norte se encuentra la nebulosa planetaria NGC 40.

A pesar de que está realizado para el Hemisferio Norte, casi el 92% de los objetos son accesibles, a más de 10° sobre el horizonte, desde la latitud de la Capital Federal (35° Sur).

A mi entender, este atlas tiene dos inconvenientes que hacen reducir bastante su practicidad:

1) Las cartas no tienen la misma magnitud límite, y no figura en ninguna de ellas cual es ésta. Por ejemplo, en la carta N° 42, la magnitud límite es aproximadamente 13 y en las N° 12 aproximadamente 10.

2) No hay otros datos sobre el objeto a observar. No trae el tamaño (aunque para los cuerpos celestes más grandes se puede tomar con una regla por la escala de la carta), ni la magnitud o la concentración, que son realmente útiles para la observación, u otros datos más generales como tamaño real, distancia, cantidad de estrellas, etc.

En resumen, este atlas es útil para localizar objetos y no confundirlo con otros cercanos, ó hallar estrellas de guía para tomar fotografías.

CLAUDIO MARTINEZ

MICROCOMPUTER CONTROL FOR TELESCOPES, por Mark Trueblood y Russell M. Genet; publ. por Willman-Bell, Inc. En inglés. 377 págs. en rústica. (US\$ 19,95 en EEUU).

Este muy completo volumen refleja la tendencia de los últimos tiempos, en el sentido de reducir tareas repetitivas, confiándoselas a un a computadora, que las desempeñará sin errores y más rápido. En particular, el libro describe soluciones concretas aplicadas a telescopios usados en fotometría, en los que la computadora controla todo, desde el apuntaje hasta el almacenamiento de resultados, incluyendo el decidir no abrir la cúpula si está nublado (!). En realidad, éste es el uso principal

de las computadoras, ya que en los EEUU el 60% de estas máquinas, en sus diversas formas, se emplean para control, destinándose el 35% a manejo de datos y otros usos, y sólo el 5% para computación científica.

En los primeros capítulos se examina la teoría del control, los motores, sensores de posición e interfases. Luego se analiza el problema del apuntaje y seguimiento, incluyendo algoritmos completos para la corrección de errores sistemáticos, tanto los de origen astronómico (precesión, refracción, posición aparente, etc.) como los mecánicos.

Los capítulos siguientes analizan casos concretos de sistemas ya construidos o en vías de concreción, detallando todas las dificultades halladas y las soluciones elegidas. En particular, podemos citar un observatorio automático para la medición de estrellas variables, sin intervención del operador, y el proyecto de un telescopio portátil de rápida puesta en servicio con montura acimutal para la determinación de ocultaciones por asteroides, usando fotometría de alta velocidad.

El libro se completa con una impresionante serie de apéndices que incluyen desde estimaciones de costo hasta completísimas listas de proveedores de partes en los EEUU pasando por listados del *software* empleado en los ejemplos del libro, y muchos datos útiles más. Realmente, no solamente resultará interesante para quien quiera encarar un proyecto de este tipo, sino que, dada la enorme cantidad de información sobre diversos tópicos que contiene, su consulta puede ser provechosa para muchos.

A esta altura, me imagino que más de uno pensará "¿qué aplicabilidad tiene todo esto en nuestro medio?". Por lo que conozco, muy pocos de los elementos de *hardware* empleados por los autores del libro (motores paso a paso, codificadores de ángulo, plaquetas adaptadoras, etc.) están disponibles aquí, y menos al alcance de un aficionado. Realmente, despierta envidia la variedad y calidad de lo que allá se puede conseguir. Pero hay que hacer notar que tampoco en los EEUU son elementos baratos; la búsqueda de accesorios de segunda mano es una de las soluciones citadas, y en varias partes del libro se cita "el apoyo local", o sea que los proyectos pudieron llevarse a cabo con la ayuda de donaciones. Esa actitud es la que ha permitido que en dicho país existan pequeños observatorios privados, que llevan a cabo una intensa y útil labor de rutina, aquella al alcance del astrónomo aficionado que rara vez puede ser encarada por un observatorio profesional.

Entre nosotros, la cosa se complica, en parte por nuestra idiosincrasia y en parte porque la degravación impositiva no alcanza este tipo de proyectos, salvo que sean llevados a cabo por un observatorio oficial.

El costo de estos sistemas, aunque alto, es muy inferior al de los empleados en los grandes telescopios, sobre todo si el *software* no incide en el cosot final (puede representar una gran fracción del total). Luego, de aparecer fundaciones de apoyo a los observatorios nacionales (los pobres las necesitarían bastante) podrían llegar a formalizarse convenios que permitirían poner en función pequeños telescopios que intensificaran el estudio de nuestro poco explorado cielo austral, construidos y operados por aficionados, pero incorporados a un observatorio oficial.

C. Rusquellas

REVISTA ASTRONOMICA