

REVISTA ASTRONOMICA



JULIÓ
SETIEMBRE
1982
N° 222

**REVISTA
ASTRONOMICA**
N° 222
JULIO - SEPTIEMBRE de 1982
TOMO LIV
AG ISSN 0044 - 9253
**REGISTRO NACIONAL
DE LA PROPIEDAD
INTELECTUAL N° 92.576**

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) Bs. As. - T.E. 88-3366

DIRECTOR:
Lic. Alejandro Di Baja (h)

SECRETARIOS:
Sr. Carlos Rúa
Sr. Damián Zanette

REDACTORES:
Sr. Ambrosio Juan Camponovo
Lic. Alejandro Di Baja (h)
Dr. Angel Pappetti,
Sr. Carlos Rúa
Sr. Mario Vattuone

TRADUCTORES:
Lic. Alejandro Di Baja (h)
Dr. Angel Pappetti
Sr. Mario Vattuone

CANJE
Sr. Eduardo De Tommaso

EFEMERIDES:
Ing. Cristián Rusquellas

**COMISION DIRECTIVA
PRESIDENTE**
Ing. Cristián Rusquellas
VICE-PRESIDENTE
Contador Claudio Horacio Cuello

SECRETARIO
Prof. Luciano Ayala
PRO-SECRETARIO
Srta. Liliana Graciela Quarleri

TESORERO
Sr. Eduardo De Tommaso

PRO- TESORERO
Ing. Benjamin Trajtenberg

VOCALES TITULARES
Sr. Carlos M. Antonioli
Lic. Alejandro Di Baja
Sr. Guillermo Luque
Dr. Angel Pappetti
Sr. Luciano Rainieri
Sr. Mario Vattuone

VOCALES SUPLENTES
Srta. Flora Beatriz Claire
Sr. Roberto Remi Frommel
Sr. Miguel José Ruffo

COMISION REVISORA DE CUENTAS
Ctdor. Salvador Antonio Farace
Sr. Carlos E. Gondell
Ing. Augusto Osorio

Impreso en
Agencia Periodistica CID
Avda. de Mayo 666, 2°,
Tel. 30-2471 Bs.As.

CORREO ARGENTINO SUC. 3 (B)	FRANQUEO PAGADO Concesión No. 2926
	Tarifa Reducida Concesión No. 18

REVISTA ASTRONOMICA



Fundador : CARLOS CARDALDA

**Organo de la Asociación Argentina
Amigos de la Astronomía**

SUMARIO

CANIBALISMO GALACTICO por Leif J. Robinson	pág. 2
LAS OBSERVACIONES DE LOS AFICIONADOS por Ambrosio Juan Camponovo	pág. 4
ACTIVIDADES OBSERVACIONALES conducido por la Dirección del Observatorio	pág. 6
NOTICIAS DE LA ASOCIACION	pág. 8
RADIOEMISION DE BINARIAS CERRADAS por el Dr. Jorge Sahade	pág. 9
OPTICA E INSTRUMENTOS ASTRONOMICOS conducido por la Subcomisión de Óptica	pág. 17
NOTICIERO ASTRONOMICO por Mario Vattuone	pág. 22

NUESTRA PORTADA:

La zona central de la Nebulosa de Orion en la luz verde de las líneas de emisión de oxígeno e hidrógeno. Las densas nubes de gas y polvo brillan excitadas por la intensa radiación de las jóvenes y calientes estrellas centrales (como por ejemplo las del Trapecio - Theta Orionis).



JULIO
SEPTIEMBRE
1982
N° 222

Canibalismo Galáctico

por Leif J. Robinson
Sky and Telescope

Traducido de Sky & Telescope de Febrero de 1981, reproducido con autorización de Sky Publishing Corporation y conformidad del autor, los que se reservan los derechos de autor.

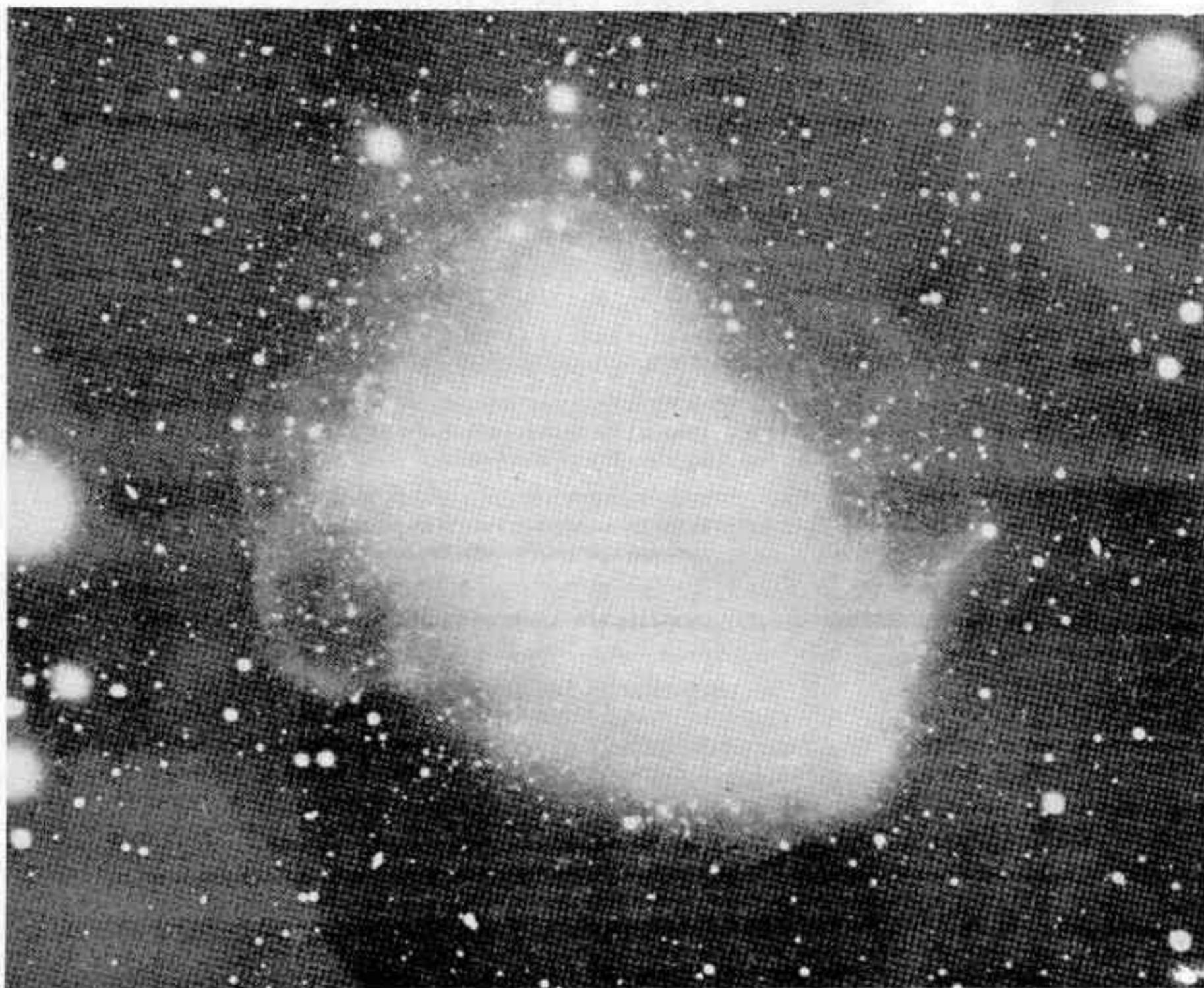


Fig. 1: Esta fotografía de alto contraste de Fornax A ha sido reproducida a partir de la misma placa que la Fig. 2. Para la identificación y orientación de las diversas características, ver el diagrama de la Fig. 3. Nótese el vasto "envoltorio" que rodea la región elíptica, una característica de todas las galaxias tipo D en la clasificación debida a W. W. Morgan. Se ignora si la pequeña galaxia NGC 1317 está o no asociada con Fornax A. (Foto Cerro Tololo Inter-American Observatory)

En algún momento durante los últimos mil millones de años aproximadamente, la famosa radio-galaxia Fornax A "se habría dado un banquete" de una escala tan gigantesca que haría retroceder al mismo Belshazzar. Una o más galaxias —con una masa combinada de más de 10 mil millones de soles, aproximadamente un centésimo de la masa de la propia Fornax A— cayeron dentro de la galaxia gigante y fueron "devoradas". Al menos esta es la descripción dada por Francois Schweizer a partir de su estudio óptico de este curioso sistema estelar, el que también se conoce como NGC 1316.

Los únicos vestigios remanentes de aquella "comi-

da" son algunas cicatrices de polvo, un disco de gas inclinado y alocadamente rotatorio, y curiosas "ondulaciones" y lazos. Uno de los lazos más conspicuos yace a lo largo del costado este (izquierdo) del envoltorio de la galaxia. Se curva graciosamente hacia el noroeste por unos 100.000 parsecs (326.000 años luz) una distancia prodigiosa que es mayor que tres veces el diámetro de nuestra propia Vía Láctea. Las enormes longitudes de estos lazos parecen "ser la evidencia de intensas interacciones de marea en el pasado", comenta Schweizer en el *Astrophysical Journal* de Abril 1, 1980.

La parte exterior del brillante núcleo esferoidal de

NGC 1316 está marcado por ondulaciones -arcs elípticos con un brillo superficial resaltado. Si están compuestos de la misma substancia que sus aledaños, el brillo indicaría una densidad mayor en las ondulaciones de un 10 a un 20 por ciento. La característica más curiosa de estas ondulaciones, empero, es que ellas no son concéntricas, y por lo tanto deben resultar dinámicamente inestables.

Schweizer considera las ondulaciones como el producto del diagrama de choque que siguió a la fusión de los sistemas estelares. La situación bien podría ser análoga a aquella que ocurre cuando dos galaxias de masas similares chocan de frente para crear una de las escasas y curiosas galaxias anillo. Schweizer señala: "el sorprendente número de galaxias con ondulaciones pero **sin compañeros** abona nuestra creencia de que también NGC 1316 ha sido sacudida recientemente por un intruso y no por cualquiera de sus actuales vecinos".

Finalmente, está el disco giratorio de hidrógeno neutro que rota varias veces más rápido que el esferoide, y alrededor de un eje diferente. Su misma presencia indica que el gas debe haber caído recientemente. Gas antiguo habría adoptado el esquema de rotación de la galaxia, y debería haberse confinado al plano del disco. Además, gas proveniente de estrellas que ya estuvieran en la galaxia no podría haber adquirido la velocidad ni la inclinación observadas.

Probablemente existen, en este disco de gas rotatorio —de unos 17.000 parsecs de diámetro y de una masa estimada de 300.000.000 soles— dos sendas de polvo que parecen caer en espiral hacia el núcleo de NGC 1316. Estas podrían actuar como conductos hacia el núcleo, y podrían ser el mecanismo de inyección de combustible responsable del intenso flujo de radiondas que emana de los dos vastos lóbulos al este y al oeste de la propia galaxia.

Que el gas inyectado podría alimentar los lóbulos fue propuesto por primera vez por el destacado astrónomo soviético I.S. Shklovskii en 1962. Dado que varias masas solares por año continúan siendo aportadas al

núcleo de Fornax A, su metabolismo debería poder mantenerse, y los astrónomos pueden esperar nuevas erupciones de radio de una de las radiofuentes más intensas del firmamento.

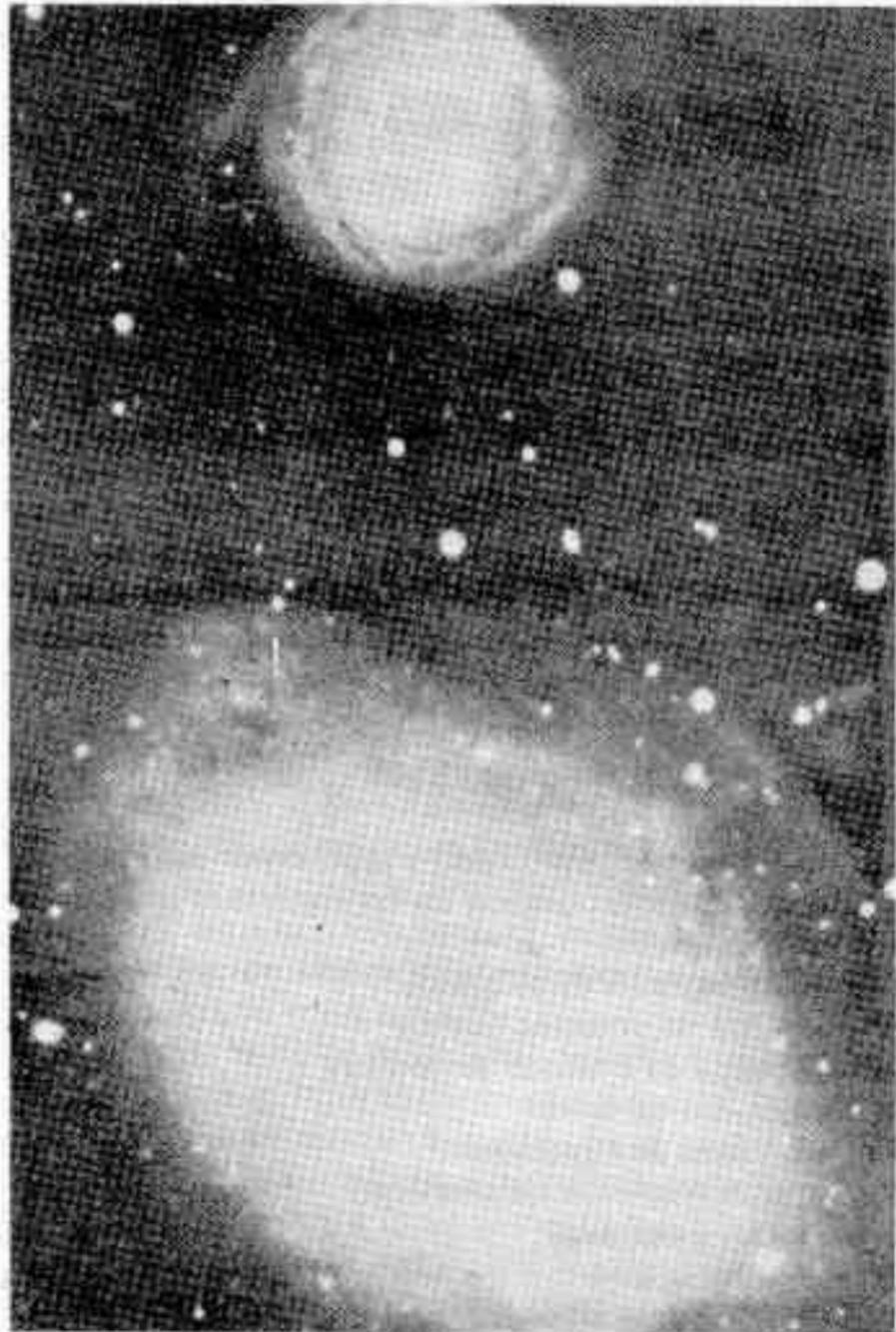


Fig. 2: Esta copia revela las ondulaciones en la galaxia esferoidal NGC 1316 así como algunas sendas de polvo cerca de su núcleo. (Foto Cerro Tololo Inter-American Observatory).

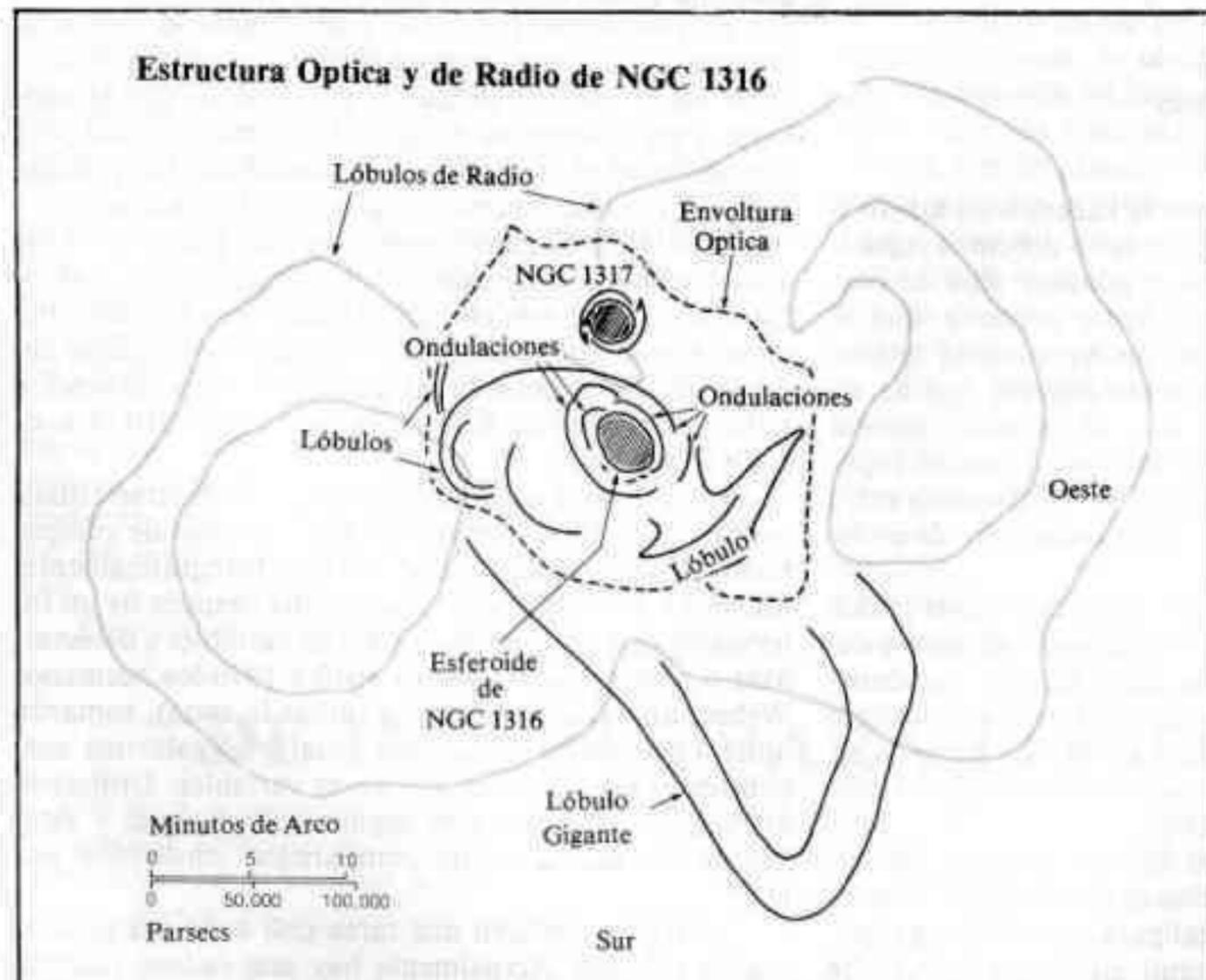


Fig. 3: Este diagrama ilustra las principales características ópticas y de radio de Fornax A. Ha sido adaptado del original de Francois Schweizer y de un mapa de radio a 408 MHz por M. J. Cameron. (Las fotografías del presente artículo fueron provistas por el Dr. Schweizer para Sky & Telescope).

Las observaciones de los aficionados

por Ambrosio Juan Camponovo

Mucho se ha escrito sobre este asunto y volvemos a hacerlo aquí con la salvedad de que nos dirigimos especialmente a los astrónomos aficionados y no tanto a los aficionados a la Astronomía.

En principio, el astrónomo aficionado puede incursionar en todos los campos que conforman la ciencia de Urania, con las importantes limitaciones que le imponen la falta de instrumentos especializados o poderosos, a veces el inadecuado lugar para la observación y con frecuencia la falta de tiempo. Es lógico pensar que estas incursiones serán más o menos fructíferas según sea el campo en el que desarrolle su esfuerzo y nos parece que el más accesible y también el más sencillo, es el de la observación visual, sin olvidar, por supuesto, el de la divulgación.

Un poco por comodidad y mucho por claridad, dividimos nuestra exposición en las siguientes partes:

- a) divulgación
- b) observaciones al acaso.
- I) búsqueda de cometas nuevos
- II) búsqueda de cometas periódicos
- III) búsqueda de novas
- IV) búsqueda de supernovas
- c) observaciones sistemáticas.
- I) variables conocidas
- II) variables nuevas
- III) toma de ocultaciones
- IV) Sol
- V) Luna
- VI) planetas
- VII) medición de pares estelares
- VIII) meteoritos

a) Creo que todos nosotros la hacemos en mayor o menor grado. Para lograr mayor éxito debemos capacitarnos con lecturas adecuadas y conocer algo de cosmografía elemental. Hay que tener presente que el "hombre de la calle" no sabe de Astronomía mucho más que sus lejanos antepasados excepto quizás en cuanto al heliocentrismo y a la conformación general del universo. ¿Pero cuántos de entre ellos pueden explicar las estaciones, los husos horarios, la diferencia entre "signo" y "constelación" o el funcionamiento de un telescopio?

Quizás sea ésta la tarea más importante reservada a los aficionados y con su desarrollo contribuiremos a desarraigar muchas ideas equivocadas, cuando no absurdas. No se trata de discutir la falsedad de la astrología o la influencia de la Luna sino más bien de echar la semente de la curiosidad para que los espíritus claros prosigan sus propias averiguaciones.

b) I) Estos astros pueden aparecer en cualquier lugar del cielo y para descubrirlos es necesario un telescopio de muy corta relación focal para cumplir dos propósitos esenciales: poder distinguir enseguida la mancha borrosa que denuncia la presencia de un cometa y cubrir

en cada ojeada una buena parte de la bóveda celeste.

Recientemente el Dr. R. Zanni hizo notar¹ el hecho de que durante los años 1965 a 1974 del total de unos treinta cometas nuevos que tenían como mínimo la magnitud 10 en el momento de su descubrimiento, la mitad de ellos lo fueron por aficionados. Es una cuestión de constancia y algo de suerte. Por ejemplo, el aficionado W. Bradfield, en Australia, (notar que está en el hemisferio sur) descubrió dos cometas nuevos en 1978 y un total de siete en seis años.

b) II) El éxito es mucho más problemático debido a que una vez descubierto un cometa se calcula la fecha de su retorno, si es periódico, y lugar del cielo en que aparecerá. Entonces se lo busca fotográficamente con grandes instrumentos y se lo reencuentra cuando todavía está en magnitud 18 ó menos todavía.

b) III) Es preciso conocer el cielo a ojo libre para poder descubrir inmediatamente la estrella "intrusa" aunque sabemos que no existe tal intromisión sino que la estrella se hace notar por su incremento de brillo. Aparecen en nuestra galaxia con frecuencia muy irregular y no creemos que pasen de dos o tres en un año muy afortunado las visibles a ojo desnudo. Para un conocedor la revisión del cielo es rápida por lo que puede hacerse durante el curso de otras observaciones sistemáticas.

b) IV) Podemos decir que se trata de novas más importantes, más brillantes (en valor absoluto). Por ello son mucho menos frecuentes que las anteriores, calculándose en una aparición por siglo y por galaxia. Se destacan en la mancha difusa de la nebulosa que la contiene. Para detectarlas es útil un instrumento como para buscar cometas, seleccionar de antemano las galaxias accesibles al instrumento y vigilarlas periódicamente.

c) I) No nos extenderemos en este punto pues los aficionados que se dedican a este trabajo forman legión. Es la ocupación más común. Es una tarea tan anónima como puede serlo cualquiera otra que no implique un descubrimiento, pero de las más útiles. Periódicamente se han publicado en REVISTA ASTRONOMICA artículos al respecto.

c) II) Deriva de la anterior y puede hacerse visualmente observando con atención las estrellas de comparación de la variable en estudio o bien fotográficamente, tomando dos fotos de la misma zona después de un intervalo que dependerá de la clase de variables a detectar. Más o menos entre los años 1940 y 1970 los hermanos Weber, aficionados parisinos (notar la zona), tomaron unas 4.000 fotos de la zona ecuatorial galáctica descubriendo unas doscientas nuevas variables. Utilizaron un pequeño objetivo con seguimiento manual y estudiaban las placas en un comparador construido por ellos.

c) III) Es también una tarea casi anónima pero de mucha utilidad. Actualmente hay una cadena internacional formada por varios cientos de observadores a los

que se les provee de predicciones al alcance de su instrumento. Para este trabajo es indispensable conocer exactamente la ubicación geográfica del instrumento y tener acceso a señales horarias exactas, bastando en nuestra zona las proporcionadas por el teléfono. Como personalmente nos dedicamos a esta tarea ampliaremos detalles a la brevedad. No puedo dejar de agregar que nunca vi un espectáculo celeste más impresionante que la reaparición de Júpiter por detrás del limbo oscuro de la Luna.

c) IV) La observación del Sol requiere algunos elementos especiales para evitar al ojo un daño irreparable. Es útil estudiar las manchas en luz blanca pues en general los profesionales lo hacen seleccionando la longitud de onda (color). Recientemente apareció en REVISTA ASTRONOMICA todo lo relacionado con este trabajo.

c) V) El estudio de la superficie lunar para tratar de descubrir alguna nueva grieta está un poco "pasado de moda" después de que varias sondas la orbitaron tomando fotografías de gran resolución. Algunos observadores dicen haber visto destellos luminosos en determinados cráteres² pero nada podemos informar con certeza.

c) VI) Las superficies planetarias son los objetos que mejor ponen a prueba la habilidad del observador, la calidad del instrumento y del lugar de observación. Se requiere un telescopio de no menos de 20 cm de diámetro, oculares muy bien corregidos y mucha paciencia para esperar la noche adecuada. También aquí está la "competencia" de los vehículos espaciales, capaces de descubrir volcanes activos en Io. Son útiles las fotografías pero más los dibujos, pues el observador puede alcanzar a ver un detalle, en un segundo de excepcional calma atmosférica, que la cámara no podría captar.

c) VII) Quizás sea ésta la tarea en que más necesaria resulta la colaboración del aficionado. Pero además de un micrómetro es preciso tener buenas imágenes como las proporcionadas por una buena ubicación y un buen instrumento. La ubicación del par, sin el auxilio de discos graduados es sumamente engorrosa. Se han ideado diversos sistemas para evitar la casi imposible obtención de un micrómetro, pero no sabemos que alguien los haya empleado con éxito. Por otra parte es casi obligatorio el empleo de un refractor por la constancia de la distancia focal para que no se modifique el valor de una vuelta del tornillo que realiza las medidas de distancia.

c) VIII) Tarea muy poco difundida y por ello mismo de gran utilidad. Se observan las corrientes meteoríticas ya conocidas indicando la dirección, brillo, color, frecuencia, etc. y también se descubren nuevas corrientes, por supuesto no tan conspicuas como las ya conocidas³.

Quedan todavía algunas otras ramas "menores"

como la observación de la luz zodiacal⁴, auroras polares, etc. y otras que incuestionablemente están fuera del alcance del aficionado, tales como el descubrimiento de nuevos asteroides o satélites.

Deliberadamente hemos dejado de lado las observaciones con registro fotográfico porque pensamos que excepto en los casos puntualizados más arriba si bien es muy satisfactorio poder decir que uno mismo tomó el Saturno o la Cruz que muestra, no es menos cierto que astronómicamente ello es de poco valor. Distinto es el caso de los registros de eclipses o tránsitos cuando se indican la hora y la orientación exacta, o de cualquier evento inesperado.

No queremos desanimar a aquellos que quieran dedicar su tiempo a alguna de las ramas que acabamos de detallar, pero honradamente debemos decir que en todos estos campos la superioridad del instrumental y métodos profesionales es abrumadora. Como ejemplos citamos: las tomas de ocultaciones se hacen con fotómetros rápidos capaces de indicar el instante de una ocultación con una precisión superior al centésimo de segundo; la estima de brillo de una variable, también con fotómetro, se hace con un error menor que el centésimo de magnitud; el Sol es fotografiado las 24 horas de cada día por convenio internacional entre los observatorios y así, etc. Pero también, nobleza obliga, pensamos que no son tantos los observatorios y por lo tanto no pueden, con estos métodos refinados, estimar continuamente el brillo de las decenas de miles de estrellas variables o tomar fotoeléctricamente las diez mil ocultaciones que se producen cada año. En el caso específico de nuestro país, situado en el hemisferio sur (y puede ser bien al sur) tenemos a favor la menor cantidad de observatorios, de lo que se deduce que la tarea será tanto más útil cuanto más al sur estén las estrellas a observar.

De lo expuesto se desprende que si bien el trabajo del aficionado puede ser realizado ventajosamente por los profesionales, no olvidemos que uno de los métodos de investigación en ciertas ramas de la Astronomía se basa sobre los "grandes números" (muchas observaciones) y estos grandes números no pueden obtenerlos por sí solos los profesionales, precisamente por su "escaso número". Y es aquí donde el trabajo de los aficionados se hace importante, y así resulta, no por una medida al centésimo de segundo, de grado o de magnitud sino por miles de medidas diez veces menos precisas.

En el convencimiento de que muchas veces el aficionado quiere hacer un trabajo útil pero no tiene muy claro el "cuál" o el "cómo", nos parece oportuno disiparle estas dudas con artículos como el referido a ocultaciones (R.A.220) o la excelente serie del Dr. Papetti sobre Sol, y seguramente otros que irán apareciendo en REVISTA ASTRONOMICA relativos a los demás aspectos observacionales.

DE INTERES PARA LOS SOCIOS

Debido a inconvenientes reiterados en el cobro de las cuotas sociales mediante compañías de cobranzas, la Comisión Directiva ha decidido tender progresivamente hacia la eliminación de las mismas, reemplazándose el sistema de cobradores por el pago directo en nuestra Secretaría o bien por correo mediante cheque o giro postal. Abone personalmente y en forma puntual sus cuotas y contribuya así a una más eficiente adjudicación de nuestros recursos.

Actividades Observacionales

Conducido por la Comisión de Observatorio

Inauguramos con este número una nueva sección de REVISTA ASTRONOMICA destinada a recoger notas cortas enviadas por nuestros consocios relativas a observaciones o fotografías efectuadas por los mismos. A menudo estas contribuciones, por su brevedad, no alcanzan para armar un artículo completo, inhibiendo al aficionado a enviarnos sus resultados. Confiamos que esta nueva sección aliente a nuestros consocios y subscriptores a enviarnos resúmenes de sus observaciones. Los interesados deben escribir directamente al DIRECTOR DEL OBSERVATORIO, quien es el encargado de coordinar el material.

Resultado de las observaciones del Sol: 15-5-1982 al 23-7-1982

por la Sub-Comisión de Observación Solar

Mediante esta nota hacemos la primera entrega de los resultados obtenidos en las observaciones llevadas a cabo durante el periodo 15-5 al 23-7 del corriente año. Estas fueron realizadas en el Observatorio de la A.A.A.A. por los integrantes de la Sub-comisión mediante el Zeiss-Manent de 160 mm con helioscopio de Colzi y, en particular, por M. Montemurro con un telescopio de 100 mm y por D. Zanette mediante uno de 50 mm, por proyección.

El gráfico 1 muestra la evolu-

ción observada para el número de Wolff (NW, trazo continuo), número de manchas (NM, trazo de puntos) y número de grupos (NG, trazo de líneas).

El porcentaje de grupos de cada tipo se distribuyó de la siguiente manera: tipo A: 9 %; tipo B: 11 %; tipo C: 19 %; tipo D: 8 %; tipo E: 9 %; tipo F: 12 %; tipo G: 23 %; tipo H: 6 % y tipo I: 5 %.

El gráfico 2 muestra algunos de los grupos más importantes observados. Los números 1 y 2 corresponden al mismo grupo, observado

el 5 y 7 de Julio respectivamente. Asimismo, el 3 y el 4 representan un grupo observado el 15 y el 17 de Julio; este grupo, el 15 de Julio, tenía unos 250.000 km de largo, mientras que el 17, su superficie era de 4760 millones de kilómetros cuadrados. El grupo con el número 5, observado el 17 de Julio, tenía un área de 800 millones de kilómetros cuadrados. El último de los grupos del gráfico 2 resultó interesante por la amplísima zona cubierta por fáculas, representadas en el dibujo 6.

Durante la última observación

Gráfico 1

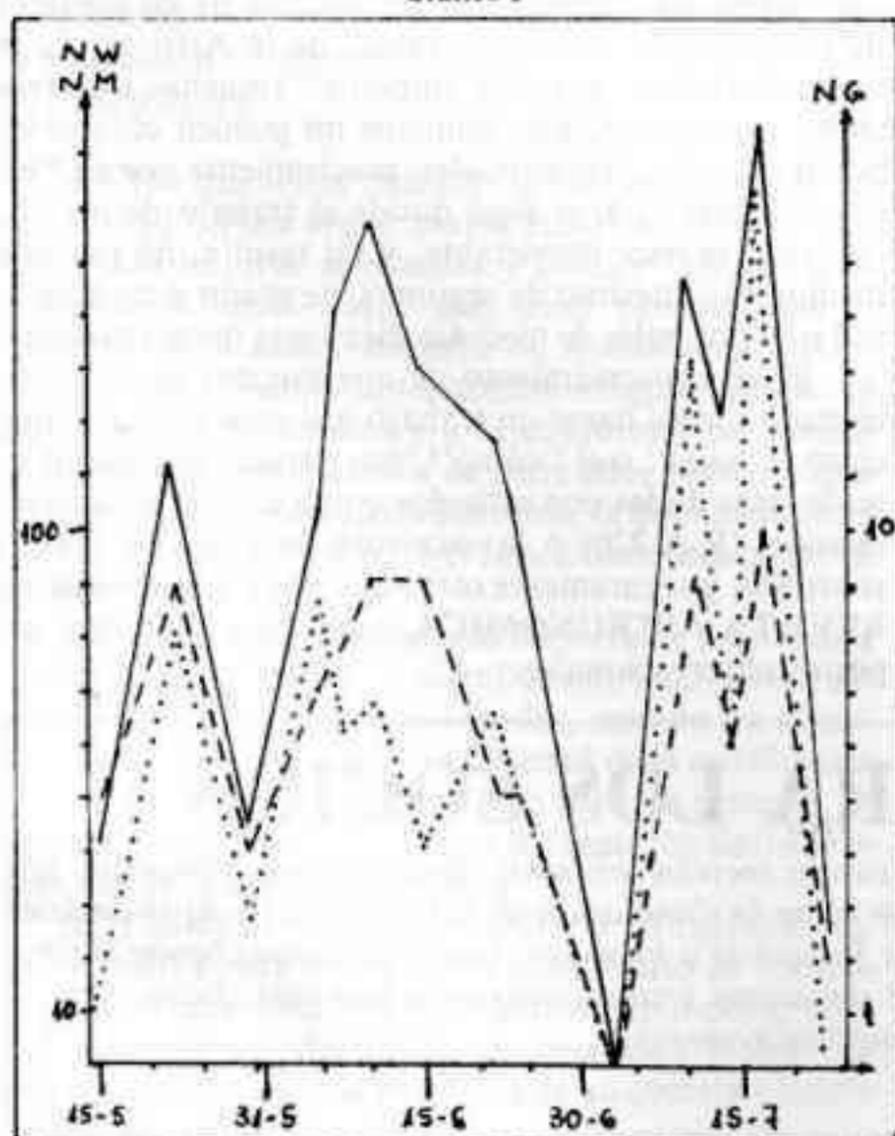
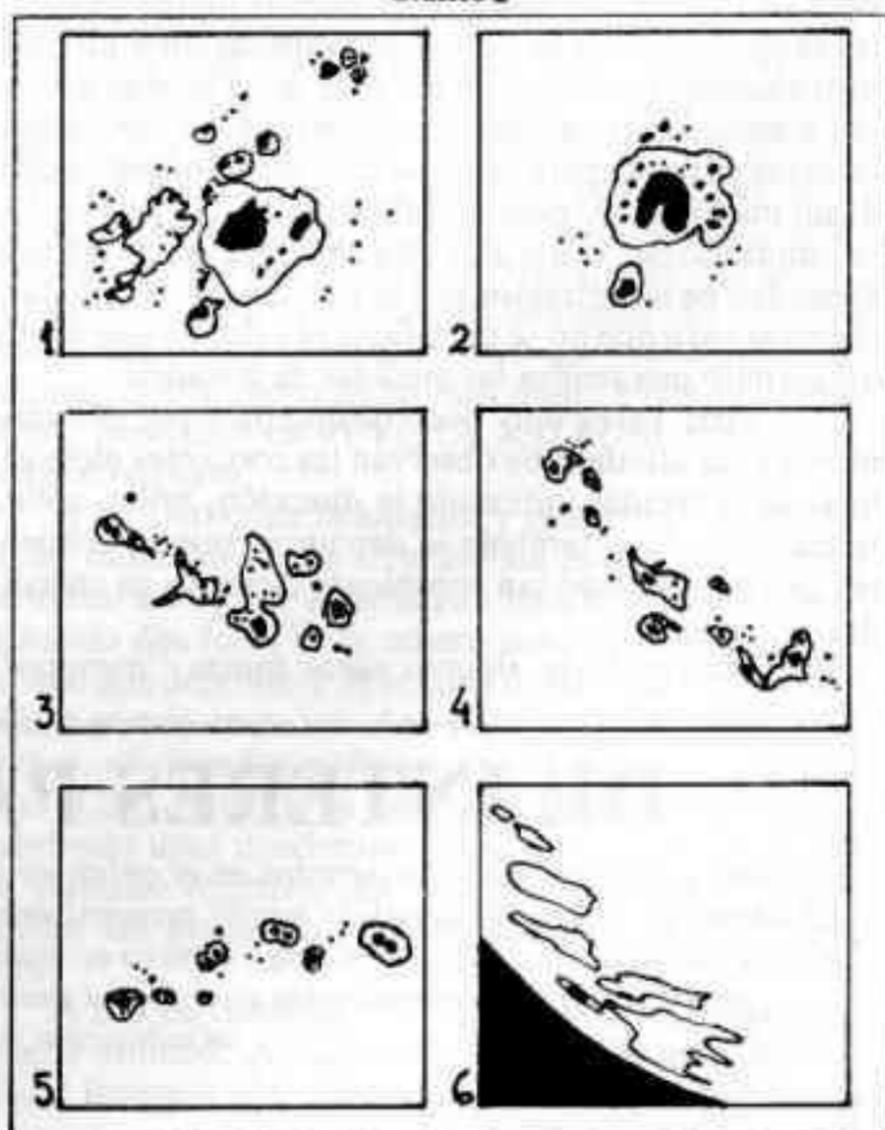


Gráfico 2



realizada en la A.A.A.A., correspondiente al 17 de Julio, se llevó a cabo la medición de áreas de las manchas mediante proyección con el telescopio Gautier: la superficie cubierta por las manchas correspondía a 1740 millonésimos de la super-

ficie total del Sol.

Resulta interesante destacar que el 3 de Julio no se observó ninguna mancha sobre el disco solar, lo que corresponde a condición de Sol quieto, aunque esta situación puede deberse a las pésimas condiciones

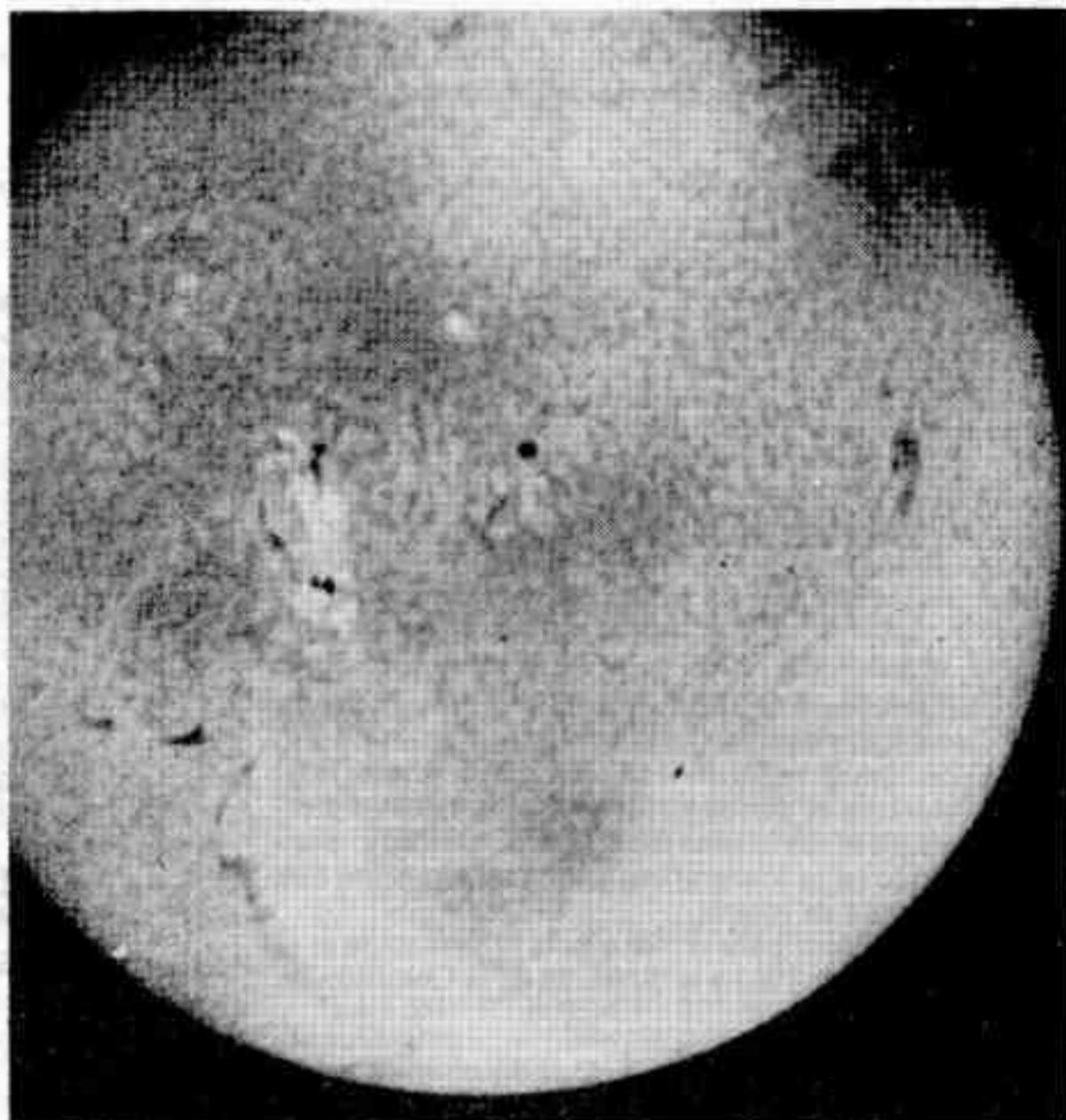
para la observación registradas en esa fecha.

Invitamos a los lectores de REVISTA ASTRONOMICA a enviarnos sus resultados de observación de Sol para incluirlos en los próximos informes.

Fotografía Solar el H - Alfa

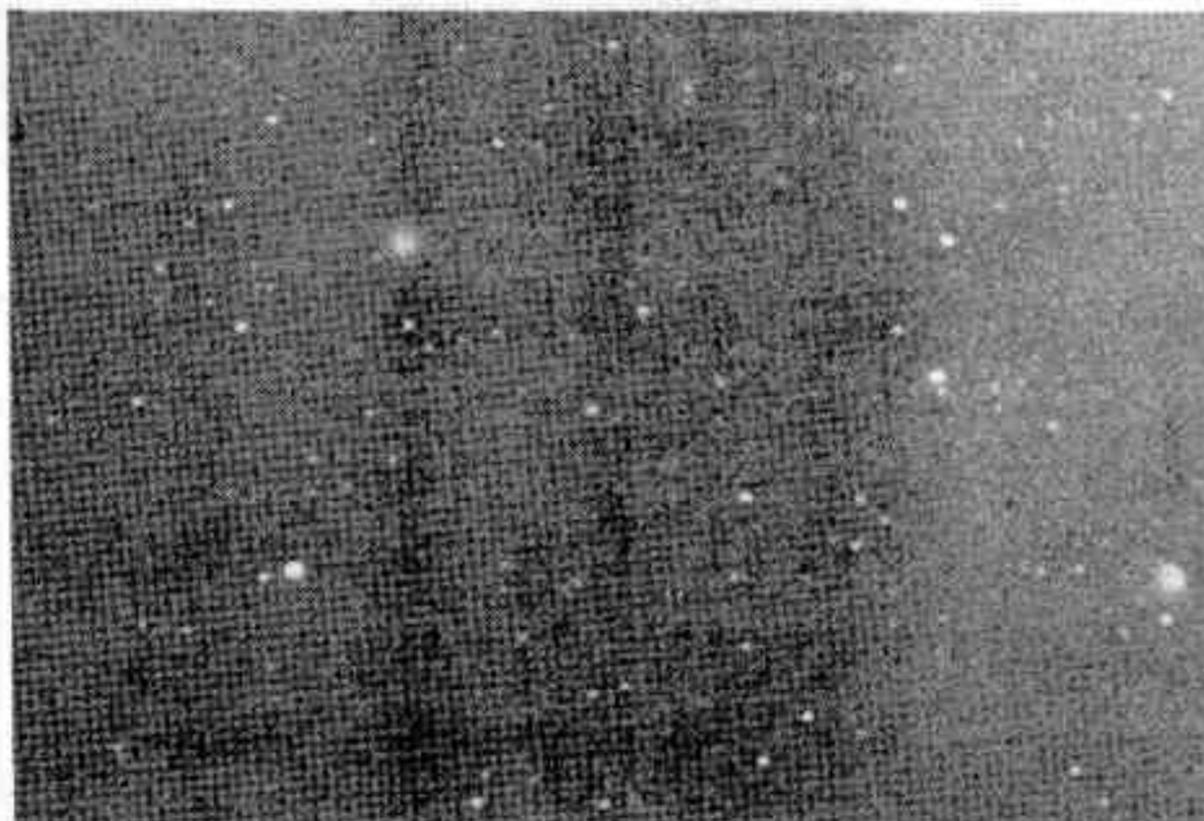
por Manuel López Alvarez

Nuestro consocio Manuel Lopez Alvarez nos ha enviado unas impresionantes tomas del disco solar obtenidas con su recientemente instalado telescopio CELESTRON en su observatorio de Highland Park, en la localidad de Del Viso. Cuenta con cúpula giratoria, diversos telescopios de la mencionada marca montados sobre la unidad central CELESTRON-14, y dispone de numerosos accesorios entre los que se cuenta un filtro interferencial para fotografiar el Sol en la longitud de onda correspondiente a la emisión del hidrógeno H-ALFA. La fotografía ilustrada fue tomada el 9 de Agosto con un C-8 y una exposición de 1/125 sec.



Observaciones del Cometa Austin 1982 g

por José Vella



De acuerdo a las observaciones que recibo del Observatorio W.R. Brooks, un nuevo cometa de magnitud +10 fue hallado en HOROLOGIO por Rodney Austin de Nueva Zelanda el 18 de junio pasado.

En la madrugada del 19 de julio, de acuerdo con las efemérides del día, logré ubicarlo en CAELUM, como un objeto escasamente visible en el buscador de 7 x 50 mm. Estimé la magnitud en +7,5. Las coordenadas eran A.R.:5h 1m y DEC: -30° 30'. Desgraciadamente las malas condiciones climáticas imperantes durante casi todo el mes en Rosario, impidieron realizar nuevas observaciones. Recién el 29 de julio, siendo fácilmente visible en el buscador —magnitud estimada +5,9— pude fotografiarlo 50' al NO de

LEPUS (coordenadas A.R.:5h 46m, DEC:-20° 30'). En la fotografía, la estrella más brillante —2° hacia el S— es θ-LEPUS. Fue tomada a las 05,45 hs. con un teleobjetivo de 200 mm de foco abierto a f/3.9, la exposición de 3 minutos, y la película Kodak Tri-X (400 ASA). Como telescopio guía utilicé un reflector Tasco de 110 mm y f/8. El negativo se procesó durante 11,5 minutos a 19,5°C en revelador PQ7.

Con mi reflector acuatorial de

200 mm a f/6 (óptica de MANUFACTURAS OPTICAS RUBA, y montaje ecuatorial de ALEJANDRO DI BAJA), utilizando 50 aumentos, el cometa presenta una compacta coma estimada en 3' de arco (utilizando un retículo orientado en la línea N-S según el método detallado en Sky & Telescope de marzo de 1981). La ampliación del negativo confirma este valor, si bien debe corresponder a la parte más brillante de la coma.

Con posterioridad, pude observarlo el 30 de julio, estimando la magnitud en +5,8 (coordenadas A.R.:5h 52m, DEC:-18° 55'), y finalmente el 1° de Agosto —transponiendo ya los límites de la constelación— con magnitud +5,6 en la posición A.R.:6h 8m, DEC:-14° 45'. A pesar del brillo, ya resultaba algo difícil observarlo en el horizonte brumoso e iluminado de la ciudad.

Noticias de la Asociación

OBSERVACIONES DE JUPITER

“Estamos organizando un estudio sobre movimientos y velocidades de rotación del planeta Júpiter, para lo cual necesitamos registros (dibujos y fotografías) del planeta durante el período 1975/82. Los datos imprescindibles para el envío son: fecha, hora, telescopio utilizado, método (si es fotográfico) y toda información que sea considerada de interés.

La fecha límite para el envío de la información es el 31 de diciembre de 1982 a la dirección de la Comisión de Observatorio.

SOCIOS NUEVOS

- 4681 LILIANA MAMONE
- 4682 MARINA NOEMI RUSSO
- 4683 DANIEL CARLOS MORTARA
- 4684 LEONARDO LUIS COLLADO
- 4685 JORDANO RUD DORFMAN
- 4686 DANIELA KOHEN
- 4687 MARIA ALEJANDRA VANNELLI
- 4688 MARCELA TERZI
- 4689 TOMAS KENNY
- 4690 NORA A. SZASZ
- 4691 GUSTAVO DANIEL WOLF
- 4692 FABIANA PATRICIA ARKADIER
- 4693 JAVIER SERGIO BADOZA
- 4694 RAFAEL M. BOFILL
- 4695 LUIS ALBERTO FRIAS
- 4696 CARLOS ANGEL M. F. FIGUEREDO
- 4697 PABLO MARINO
- 4698 GABRIEL LEONARDO POQUET
- 4699 PABLO MELERO
- 4700 GUSTAVO MENTABERRY
- 4701 RODOLFO FRANCISCO FERRAIVOLO
- 4702 ADRIAN L. ABALO
- 4703 CARLOS SERGIO LOSADA
- 4704 GUSTAVO FABIAN ALVAREZ

- 4705 HOMAR FERNANDEZ
- 4706 GUILLERMO PUSSETTO
- 4707 RAUL VICTOR BRIANT
- 4708 SILVIA CRISTINA de la VEGA
- 4709 RAUL MALDONADO
- 4710 ULISES MALDONADO
- 4711 ROLANDO FELIPE BOERO
- 4712 PATRICIO LAND
- 4713 INES DE BELLA
- 4714 ELIDA NOEMI FLORES
- 4715 ENRIQUE PASMANTER
- 4716 PABLO ALEJANDRO ROMANO
- 4717 NESTOR ANTONIO ULRICH

MEJORAS EN EL TALLER DE OPTICA

Continuando con la tarea de mejorar constantemente los elementos de trabajo con que cuenta la Subcomisión, se procedió a instalar un nuevo y más eficiente extractor de humo de suma utilidad durante la preparación de las “tortas” de pulido. Asimismo, formando una unidad con aquel, se instaló una minicocina de dos hornallas del tipo denominado “kitchenette” para la preparación de la brea y resina destinadas a las “tortas”. Ambos elementos fueron montados contra uno de los ventanales del taller, asegurándolos mediante una estructura de perfil de hierro “L” soldado.

CUOTAS SOCIALES VIGENTES DURANTE 1982-1983

Socios Activos: 1982, 2° Trimestre \$ 150.000; 3° Trimestre \$ 180.000; 4° Trimestre \$ 215.000; 1983, 1° Trimestre \$ 250.000.
Cadetes y Estudiantes: 1982, 2° Trimestre \$ 100.000; 3° Trimestre \$ 130.000; 4° Trimestre \$ 160.000; 1983, 1° Trimestre \$ 190.000.

Radioemisión en Binarias Cerradas *

Por el Dr. Jorge Sahade **

Instituto Argentino de Radioastronomía C.C.5, 1894, Villa Elisa (Buenos Aires)

I. INTRODUCCION

Pienso que no se puede comenzar a hablar de radioemisión en binarias sin recordar a Otto Struve. Por dos razones. La primera de ellas se relaciona con las etapas iniciales de la Radioastronomía. Grote Reber, que había venido realizando experimentos de detección de señales de radio provenientes del espacio —siguiendo la labor pionera de Karl Jansky— quiso publicar en *The Astrophysical Journal* un artículo para informar sobre sus resultados más recientes, obtenidos con una antena de 9 metros de diámetro, que había construido de su peculio personal y había instalado en su casa, cerca de Chicago. Otto Struve, que era el editor de la revista, se interesó por conocer y entender lo que Grote Reber estaba haciendo y fue a visitarlo a su casa para ver el equipo y conocer todo lo relacionado con su utilización. El artículo de Reber fue aceptado por Struve y apareció en el volumen 91, página 62, año 1940, de *The Astrophysical Journal*, pero los "estáticos cósmicos" (tal era el título del trabajo) no llegaron a despertar gran interés en la comunidad astronómica sino hasta algunos años más tarde.

La segunda razón para mencionar a Struve, está relacionada con el Observatorio Nacional de Radioastronomía de los Estados Unidos (NRAO), del cual él aceptó ser su primer director, en 1959. Esta aceptación se debió, en parte, a que Otto Struve consideraba que la actuación de un espectroscopista estelar en un observatorio radioastronómico podía influir beneficiosamente en la elaboración de los programas de investigación. Además, porque acariciaba la idea de poder extender al rango de las radiofrecuencias las observaciones de binarias como β Lyrae, a la cual había dedicado gran parte de su vida profesional. Lamentablemente esos planes no pudieron materializarse porque mientras permaneció en Green Bank, Struve debió dedicarse fundamentalmente a problemas de carácter administrativo relacionados con la construcción de los radiotelescopios.

Recién siete años después de desaparecido Struve, los radiotelescopios del Observatorio Nacional de Radioastronomía de los Estados Unidos, en Green Bank, West Virginia, detectan radioemisión de un sistema binario y un año más tarde se descubre que β Lyrae es un radioemisor, aunque débil.

En el presente artículo trataremos de reunir nuestro conocimiento actual sobre las binarias cerradas como emisores de radiofrecuencias. Las consideraremos dentro de los siguientes seis grupos, a saber:

a) binarias cerradas "normales", como las llama

ma Hjellming, y que, tal vez, sería mejor denominar "clásicas" u "ordinarias";

b) binarias del grupo de las RS Canum Venaticorum;

c) binarias que irradian en X;

d) novae;

e) estrellas simbióticas;

f) estrellas Wolf-Rayet.

Si bien aún no está demostrado que el 100 % de las estrellas de los grupos e) y f) sean binarias, un buen porcentaje de ellas ciertamente lo es y, por consiguiente, parece legítimo hablar de ellas en esta presentación de resultados de observación.

Se sobreentiende que entre los sistemas binarios que son radiofuentes, están, de hecho, incluidos los pulsares que son sistemas binarios, pero no nos ocuparemos de ellos porque los pulsares son, de por sí, radiofuentes y su inclusión encajaría mejor en una discusión general sobre pulsares o sobre sistemas binarios cerrados.

II. ANTARES

La primera binaria en que se detectó radioemisión fue Antares (α Scorpii) que es una binaria visual de 7,35 años de periodo orbital, cuyas componentes son una supergigante M1 Ib y una estrella B4 de la secuencia principal, separadas entre sí unos 3". El sistema se en-

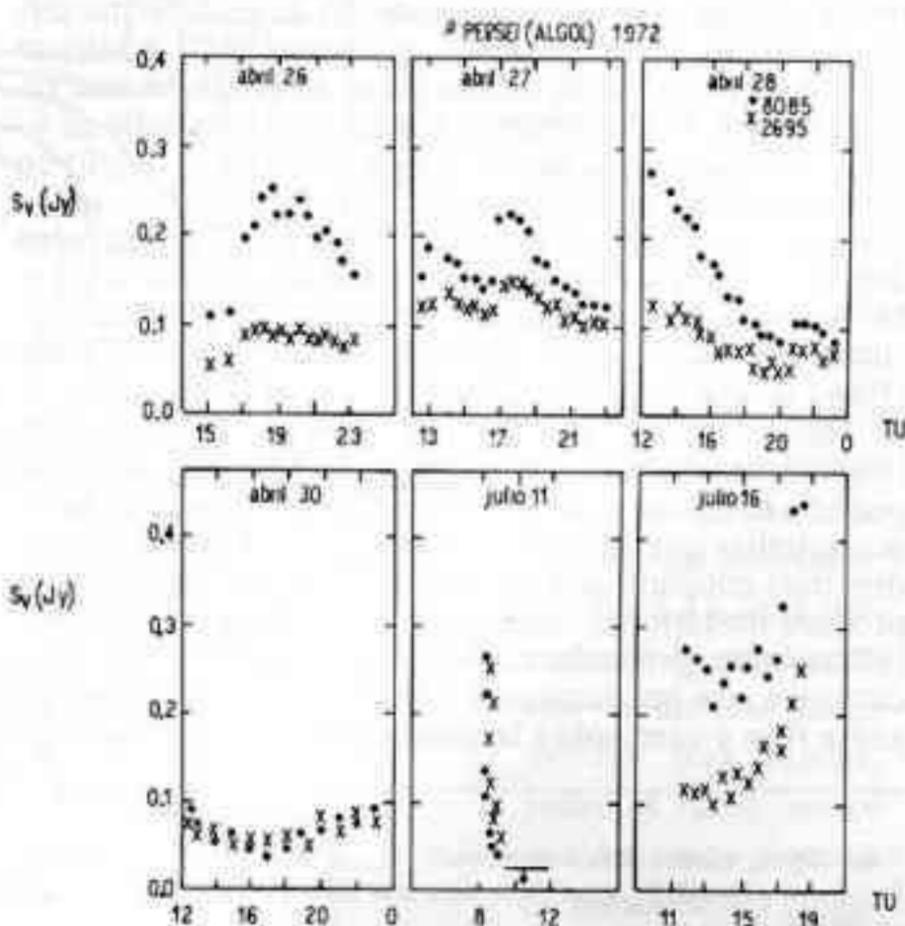


Figura 1

* Coloquio dado en el Instituto Argentino de Radioastronomía el 13 de noviembre de 1981.

** Miembro de la Carrera de Investigador Científico, CONICET.

cuentra a una distancia de unos 180 parsecs. la detección tuvo lugar el 25 de marzo de 1970 en Green Bank con el interferómetro de 3 elementos en la longitud de onda de 11,1 cm (2695 MHz); observaciones posteriores se hicieron también en 3,7 cm (8085 MHz); (Wade y Hjellming 1971a).

En realidad, la observación de Antares había sido planeada para detectar radioemisión de la supergigante roja porque se pensó que ésta se comportaría como Betelgeuse (α Orionis), la supergigante M2 Iab que es un radioemisor (Kellermann y Pauling-Toth 1966). Pero el comportamiento de Antares resultó completamente inesperado. En 1971 Hjellming y Wade (1971a) comprobaron que la emisión detectada en Antares estaba vinculada a la componente B4 V y no a la supergigante roja. Se encontró, además, que Antares B (la componente azul) es variable en densidad de flujo (S_{ν}) y en índice espectral*, y que la radioemisión no podía originarse en un proceso de origen térmico. Esto resulta evidente si se examinan los valores de S_{ν} , que se transcriben en la Tabla 1, donde, en particular, uno advierte que el 1º de junio de 1971 la emisión en 3,7 cm es más intensa que en 11,1 cm y en las fechas anteriores sucedía lo contrario.

ción y a eyección de partículas desde la superficie de la estrella B.

III. ESTRELLAS BINARIAS CERRADAS "ORDINARIAS"

A la detección de Antares como radiofuente siguió, en orden cronológico, la detección, al año siguiente, de radioemisión en dos binarias cerradas "famosas", β Persei y β Lyrae, la primera de las cuales es considerada como el **prototipo** de las binarias que emiten en radiofrecuencias, por ser las que ha sido observada más extensamente con radiotelescopios.

β Persei- β Per fue observada en distintas épocas y la conclusión que se ha derivado es que se trata de una radiofuente fuertemente variable, particularmente en el rango de las frecuencias más altas. El espectro, según lo describe Hjellming (1972), tiende a ser chato cuando los niveles de densidad de flujo son bajos, y dichos niveles crecen, más en las frecuencias más altas, cuando desarrolla una fulguración. El ascenso es mucho más pronunciado que el descenso, y la vida media del

Tabla 1**
Densidad de Flujo de la Radiofuente Antares

Fecha observación		S_{ν} (Jy)		Espaciado antenas (m)
		2695 MHz	8085 MHz	
1970 marzo	25	0,005 \pm 0,004		900, 1800, 2700
junio	4	0,006 \pm 0,002	0,003	900, 1800, 2700
1970 noviembre	12	0,005 \pm 0,001		900, 1800, 2700
1971 junio	1	0,008 \pm 0,002	0,011 \pm 0,002	900, 1800, 2700
1971 julio	8	0,007 \pm 0,002	0,007 \pm 0,002	100, 1800, 1900

** de Hjellming y Wade (1971a)

El sistema de Antares está caracterizado por el hecho de que la supergigante roja pierde masa, parte de la cual debe ser atrapada por la compañera. Esta está rodeada de una nebulosa débil, extendida e irregular, cuyo espectro sólo muestra líneas prohibidas de Fe II y Si II en emisión, y no de H, lo que sugiere que probablemente estamos frente a un fenómeno de carácter no térmico. Struve y Swings (1940) y Struve (1947) pudieron mostrar que las líneas de (Fe II) se originan en una región de unos 5'' de diámetro centrada en la estrella de tipo B. Por su parte, Deutsch, que observó el objeto en 1960, encontró que en el espectro de la nebulosa, las líneas de (Si II) son más finas que las de (Fe II) y aparecen dobles sobre el lado oeste de la estrella (cf. Struve y Zebergs 1962). Observaciones efectuadas durante ocultaciones de Antares por la Luna permitieron a Taylor (1966) determinar que el diámetro angular de la fuente de radioemisión es de 0'',056, lo que implicaría una temperatura de brillo de 4×10^5 K en 11,1 cm., muy superior a la temperatura superficial de cualesquiera de las dos estrellas que forman el sistema, y, por consiguiente, debemos concluir una vez más que estamos frente a un proceso no térmico. Según apuntan Hjellming y Wade (1971a), los procesos no térmicos pueden estar relacionados con las partículas que fluyen de la estrella gigante roja y caen sobre la componente azul o a acelera-

decaimiento de una fulguración es de unas 4 horas. La Figura 1 reproduce las observaciones de densidades de flujo de β Per en seis fechas distintas de abril y julio de 1972, que ilustran sobre el tipo de variaciones que se detectan. En particular, son interesantes las variaciones de los días 30 de abril y 11 de julio; en el primer caso, la variación es lenta y el índice espectral es nulo y constante, y, en el segundo, tenemos un decaimiento muy rápido de una fulguración, de unos 0,24 Jy en 45 minutos, con un índice espectral positivo que varía entre 0 y +0,4. La amplitud máxima que se ha observado en el periodo octubre de 1971 a enero de 1975 es del orden de 1 Jy (16 de enero de 1975).

Como es bien conocido, Algol (β Per) es un sistema por lo menos triple, formado por un par espectroscópico AB, que es, a la vez, variable de eclipse, y está caracterizado por un periodo orbital de 2,87 días, y una componente C que describe una órbita alrededor del centro de gravedad del sistema AB, C en 1,86 años. La componente A es una estrella B8 V de segunda magnitud, la componente B es unas 3 magnitudes más débil —seguramente una subgigante G tardía o K temprana— y su espectro no puede ser observado; en cuanto a la componente C, es una estrella Am (de tipo espectral A, con líneas metálicas), cuyo espectro se observa superpuesto al espectro B8 V durante los eclipses principales.

El problema que se plantea de inmediato es llegar a establecer que componente del sistema está asociada con la radiofuente. En 1973, Ryle y Elsmore, mediante observaciones efectuadas en cuatro épocas distintas con el telescopio de 5 km del Observatorio de Radioastronomía del Laboratorio Cavendish, Cambridge, Inglaterra,

* Se define como índice espectral α al dado por la expresión $S_{\nu_1} / S_{\nu_2} (\nu_1/\nu_2)^{\alpha}$, donde S_{ν} es el flujo para una determinada frecuencia. La unidad de flujo es el Jy (Jansky), equivalente a $10^{-26} \text{ W m}^{-2} \text{ Hz}^{-1}$.

podieron determinar que la radiofuente en Algol está vinculada al sistema AB y no tiene nada que ver con la componente C. Dos años más tarde, observaciones de una fulguración muy intensa, realizadas en los Estados Unidos con interferometría de base muy larga (VLBI, sigla en inglés), permitieron atribuir a la radiofuente una dimensión de unos 11 radios solares y una temperatura de brillo de 8×10^9 , casi diez mil millones de grados Kelvin. En dicha interferometría de base muy larga intervinieron las antenas de 37 metros de diámetro de Haystack, de la NE Radio Observatory Corporation (Westford, Massachusetts), la de 43 metros de NRAO, y la de 64 metros del Laboratorio de Propulsión Chorro y del Instituto de Tecnología de California (Goldstone, California). La longitud de onda en que se realizó la observación fue de 3,8 cm., equivalentes a una frecuencia de 7850 MHz (Clark et al. 1976).

En un principio se había concluido que el carácter de los fenómenos que ocurren en Algol, y que se reflejan en su comportamiento en radiofrecuencias, es predominante térmico, pero que, a veces —por ejemplo, el 30 de abril y el 11 de julio de 1972—, nos encontramos con un andar de los flujos que sugiere procesos decididamente no térmicos. Hjellming, Webster y Balick (1972) pensaron que los procesos no térmicos estarían vinculados a una "corona dinámica" y que la energía involucrada provendría de "estrellamotos" que ocurrirían cada 25 años, intervalo promedio de los cambios de período del sistema, según Herczeg (1968). Sin embargo, poco después se hizo evidente que la interpretación térmica de la radioemisión en Algol tenía que ser abandonada definitivamente (Gibson y Hjellming 1974), y una aparente

correlación entre la masa de la binaria y el máximo observado de luminosidad en radiofrecuencias llevó a estos autores a pensar que la fuente de energía para los procesos que se observan deben vincularse con la energía potencial de la materia que cae sobre o cerca de la superficie de una de las componentes del sistema.

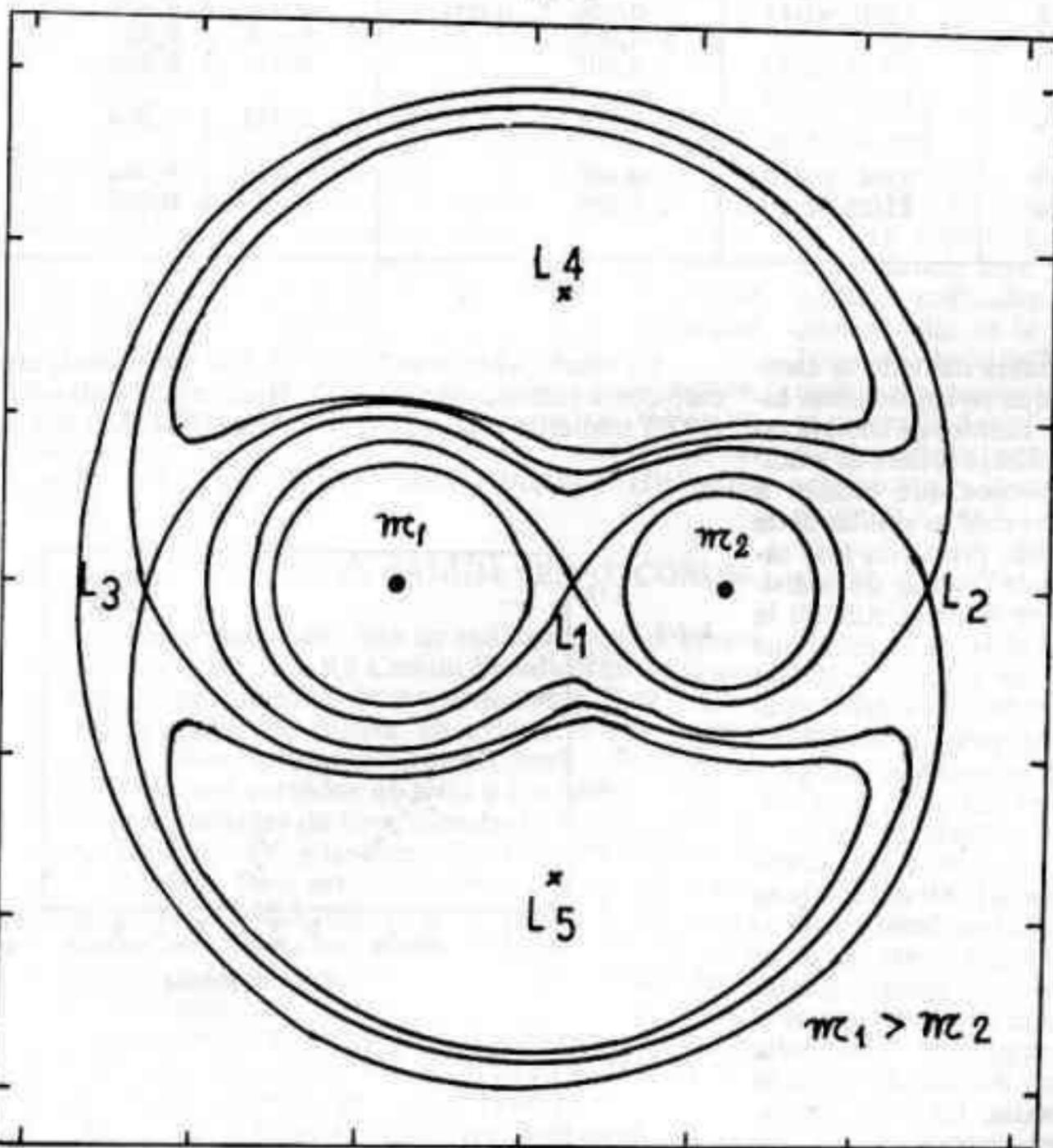
Para explicar más acabadamente el comportamiento de Algol en radiofrecuencias, Woodsworth y Hughes (1976) propusieron "un modelo de dos componentes", es decir, un modelo en el cual se pueden distinguir dos fuentes de radiación con características distintas. Una de las componentes sería una fuente de carácter térmico, la cual se correspondería con una región H II tenue que rodea al objeto óptico. La otra fuente —no térmica— estaría probablemente vinculada con la región donde se produce el "intercambio de masa". El índice espectral para la componente no térmica y la densidad constante de flujo β para la componente cuyo espectro es chato, fueron obtenidos, por mínimos cuadrados, mediante la expresión

$$S_2 = (S_1 - \beta) \left(\frac{8085}{2695} \right)^\alpha + \beta$$

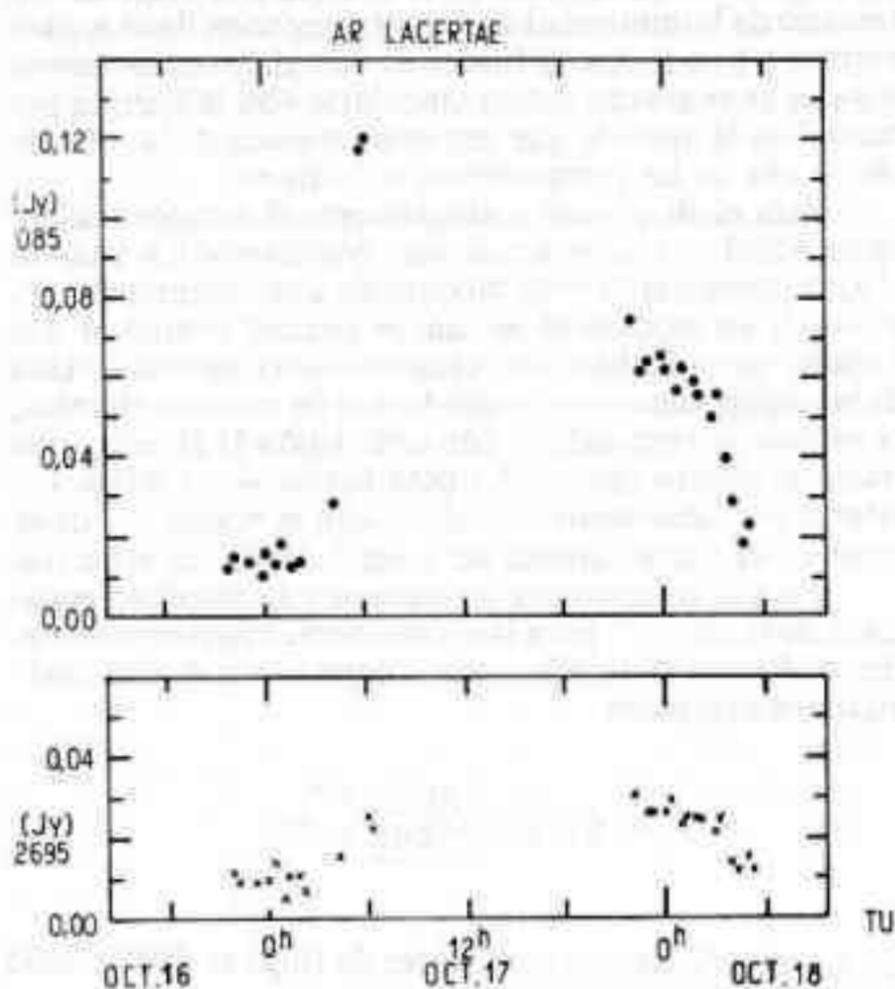
en que S_1 y S_2 son las densidades de flujo en 8085 y 2695 MHz, respectivamente.

Florkowski (1980) ha sugerido que la componente no térmica está asociada con la interacción del material que abandona el sistema a través del punto L_3^* de Lagrange con la envoltura gaseosa que lo rodea.

Figura 2



* En el "problema restringido de los tres cuerpos" se encuentra que hay cinco posiciones, que se conocen como los puntos de Lagrange y se designan como L_1 , L_2 , L_3 , L_4 , L_5 , en los cuales una partícula infinitesimal permanecería relativamente en reposo, a menos que sea perturbada por fuerzas exteriores. El punto L_3 , está ubicado en la zona exterior al sistema físico de las dos masas, sobre el radio vector que las une y frente a la mayor masa. (Figura 2).



rial que el sistema pierde por el punto L_3 de Lagrange.

En el caso de β Per, no parece existir ninguna correlación entre las épocas en que han aparecido fulguraciones y las circunstancias de la curva de luz en el dominio óptico. Sin embargo, Gibson (1976) ha encontrado que de 9 fulguraciones muy intensas, 6 se producen cerca del eclipse secundario, lo cual parece sugerir que, por lo menos en algunos casos, la componente no térmica emite radiación de radio en la dirección general en que se encuentra L_3 .

β Lyrae- A pesar de que β Lyr es un sistema tan peculiar en su comportamiento espectroscópico y fotométrico (cf. Sahade 1980) y que, en el ultravioleta lejano, el espectro despliega líneas de emisión que se producen en las zonas más exteriores de la envoltura que rodea a todo el sistema, en radiofrecuencias el objeto no se ha mostrado muy espectacular que digamos, por lo menos hasta ahora.

β Lyr fue descubierta como radiofuente el 4 de noviembre de 1971, independientemente por Wade y Hjellming (1972) en 2695 y 8085 MHz, y por Woodsworth (1972) en 10600 MHz. Los valores medidos por Wade y Hjellming para la densidad del flujo son los que se dan en la Tabla 2.

Figura 3

Tabla 2
Densidad de Flujo de la Radioemisión β Lyrae

Fecha (1971)	TU	2695 Mhz	S_v (Jy)	8085 MHz
Noviembre 4/5	22:40-02:41	$0,006 \pm 0,004$		$0,015 \pm 0,004$
5/6	22:39-00:11	$< 0,005$		$0,020 \pm 0,005$
7	00:18-02:32	$< 0,005$		$0,015 \pm 0,005$
7/8	{ 15:47-16:45 23:52-02:28	$< 0,005$		$0,011 \pm 0,004$
8/9	23:43-02:24	$< 0,005$		$0,013 \pm 0,004$
9/10	21:25-02:20	$< 0,005$		$0,15 \pm 0,005$

Ya en 1972, Popper (1973) había llamado la atención sobre un hecho que sugiere que en los sistemas binarios interactuantes deben existir fuentes de energía no térmica. Dicho hecho de observación se refiere al grado de excitación de los anillos gaseosos que rodean a estrellas primarias de tipo A y F, el cual es similar al de los anillos que rodean a componentes primarias más calientes. La energía no térmica puede resultar de la disipación de ondas de choque que se generan cuando la corriente gaseosa interactúa con el disco de acreción que rodea a la estrella primaria (Lubow y Shu 1975; Shu 1976); cuando el material que abandona al sistema interactúa con la envoltura exterior, tal como sugiere Florowski (1980), o cuando el flujo supersónico que proviene de una de las componentes del sistema se encuentra con la compañera (Sahade y Zorec 1981).

En apoyo de lo anterior, mencionemos que las observaciones de la variable de eclipse AU Monocerotis en el ultravioleta (Sahade y Ferrer 1982) sugieren que existen dos zonas en las que la temperatura de excitación es del orden de 10^5 grados Kelvin. Una de dichas regiones se encuentra probablemente ubicada en la zona en que el flujo de gas que proviene de la componente secundaria se encuentra con el anillo gaseoso o disco de acreción que rodea a la componente primaria. La otra, seguramente se encuentra en la envoltura gaseosa que rodea al sistema, y debe generarse al interactuar con ella el mate-

En enero/febrero de 1972 β Lyr había desaparecido como radiofuente; en 1973, Hughes y Woodsworth (1973) midieron una radioemisión de $0,024 \pm 0,011$ Jy

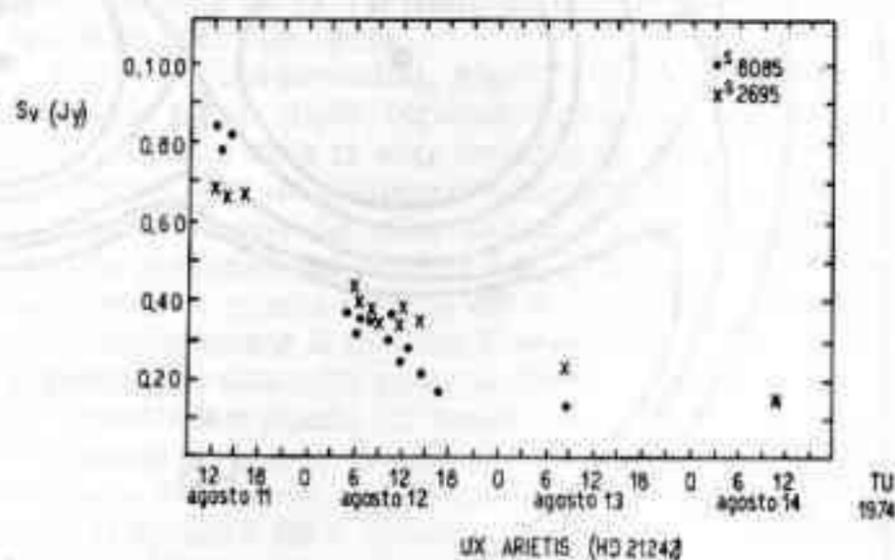


Figura 4

en 10500 MHz, en 1976, Altenhoff et al. (1976) no pudieron detectar a β Lyr en 10690 MHz, y, en 1977, Spangler et al. (1977) consideraron que tal vez habían detectado a β Lyr como radiofuente en 5000 MHz. De modo, pues, que, tal como adelantáramos en la introducción, β Lyr es una radiofuente variable, pero muy poco intensa.

kenship 1973), y resultó ser un radioemisor intenso y variable. La Figura 3 ilustra el comportamiento de AR Lac durante la fulguración del 16/18 de octubre de 1973: se advierte un ascenso rápido, un descenso más lento y mayor variación en la frecuencia más alta, tal como ocurre en las binarias cerradas "ordinarias", pero la duración del fenómeno parece haber sido del orden del día.

Tabla 3
SISTEMAS RS CANUM VENATICORUM

Objeto	Tipo Espectral	Periodo (días)	Brillo «Óptico»(mag.)	Distancia (pc)	S_{ν} (Jy) mag.
UV Piscium	G2 IV-V + K IV-V	0,9	9,4-10,4	125	0,014
UX Arietis	G5 V + K0 IV	6,4	6,4-6,5	55	0,200
HR 1099 (V711 Tauri)	G5 V + K0 IV	2,8	5,9	35	1,200
RZ Eridani	F5 V + G5 IV	39,3	7,7-8,7	105	0,004
σ Geminorum	K1 III ₊ + ?	19,6	4,2	59	0,019
54 Gamelopardalis	G0 V + G2 V	11,1	6,4	38	0,012
RS Canum Venaticorum	F4 IV + K0 IV	4,8	7,9-9,0	145	0,007
HR 5110	F2 IV-V + ?	2,6	5,0	52	0,425
σ Coronae Borealis	F8 V + G0 V	1,1	5,8	23	0,057
RT Lacertae	G9 IV + K1 IV	5,1	8,8-9,9	205	0,035
HK Lacertae	F IV + K0 III	24,4	6,5	150	0,025
AR Lacertae	G2 IV-V + K0-IV	2,0	6,1	47	0,500
HD 216489	K1 III + ?	24,6	5,6	200	0,033
HD 224085	K0 IV-V + ?	6,7	7,5	29	0,092
SZ Piscium	G8 V + K1 IV-V	4,0	7,2-7,7	100	0,100
λ Andromedae	G8 III-IV + ?	20,5	3,9	23	0,020

La búsqueda de radiofuentes entre sistemas binarios cerrados no ha sido exitosa en un buen número de casos. Sin embargo, entre las binarias "ordinarias" podemos mencionar dos radioemisores más, b Perseis y CC Cassiopeiae.

b Per es un sistema formado por tres estrellas, A, B y C, dos de las cuales, A y B, forman un par espectroscópico con un período orbital de 1,5 días. El sistema AB, C, por su parte, tiene un período orbital de 701,8 días, es decir, de casi dos años. Sólo se conoce el tipo espectral (A2 V) de la componente más brillante del par AB. El objeto ha resultado ser una radiofuente variable con fulguraciones semejantes a las de Algol, pero con emisión más débil (Hjellming y Wade 1973).

En cuanto a CC Cas, que es una binaria espectroscópica con dos componentes de tipo espectral 09 IV y un período de 3,4 días, es también una radiofuente variable, pero relativamente débil (Gibson y Hjellming 1974).

IV. BINARIAS TIPO RS CANUM VENATICORUM

Desde el punto de vista de radioemisión, el grupo de las binarias de tipo RS Canum Venaticorum es el que parece comportarse más homogéneamente. Este grupo, cuya existencia fue puesta en evidencia por Struve (1946) en 1946, está caracterizado, según Douglas S. Hall (1976), por períodos de 1 día a 2 semanas, componentes más calientes de tipos espectrales F o G, clase de luminosidad V o IV, y las líneas Ca II-H y K, muy intensas en emisión. Pero existen sistemas con períodos más largos y con períodos más cortos que los indicados, que parecen tener vinculación con el grupo que resulta de la definición de Hall y, en general, son considerados también como miembros.

Los sistemas RS CVn que han sido observados como radioemisores son los que figuran en la Tabla 3, tomada, en gran medida, de Gibson (1980).

El primer sistema RS CVn que se observó con radiotelescopio fue AR Lacertae (Hjellming y Blar-

La Figura 4 ilustra el comportamiento no muy común de una fulguración en UX Arietis en las frecuencias de 2695 y 8085 MHz, donde la densidad de flujo que, al comienzo de la observación era mayor para la frecuencia más elevada, termina siendo más grande para la frecuencia menor. Esto sugiere claramente un origen no térmico del fenómeno. A una conclusión similar se llega en el caso de las observaciones de los sistemas binarios HR 1099 y RT Lacertae.

HR 1099 está a sólo 35 parsecs de distancia y esta circunstancia hizo posible la detección, en las dos frecuencias utilizadas —2695 y 8085 MHz—, de polarización circular en la radioemisión de este objeto (Owen, Jonse y Gibson 1976). Y esto sugiere la presencia de un campo magnético y, por consiguiente, que la radiación es generada por el mecanismo de sincrotrón. Otros elementos que surgen de la observación, tales como el índice espectral y la escala de tiempo de las fulguraciones, apuntan a que los electrones deben ser mediante relativistas ($\gamma = 10$)* ya que estos se mueven en espiral en campos magnéticos de unos 30 G (Owen, Jones y Gibson 1976). El mecanismo se debe producir, aparentemente, en un volumen comparable con la separación de las componentes (Feldman 1980). Hasta el presente, los sistemas RS Canum Venaticorum han sido los radioemisores más intensos que se han encontrado entre las binarias cerradas.

V. BINARIAS QUE IRRADIAN EN X

El hecho de que en 1968 Andrew y Purton (1968), y al año siguiente Ables (1969), encontraran que Scorpius X-1 es una radiofuente que varía rápida y erráticamente, hizo que otras fuentes de radiación X que son binarias fueran también observadas en radiofrecuencias, en

* $\gamma = \frac{1}{\sqrt{1 - \left(\frac{v}{c}\right)^2}}$, donde v es la velocidad del electrón y c es la velocidad de la luz; $\gamma = 10$ implica que el valor de v es muy cercano al de c .

particular, las que se incluyen en la Tabla 4.

Tabla 4
BINARIAS QUE IRRADIAN EN X

Objeto	Componente Óptica			Period (días)
	Designación	Espectro	mag.	
Circinus X-1	HDE 226868 V818 Scorpii	09,7 Iab tipo nova sdG	9 12,4-13,6 14	16,6
Cygnus X-1				5,6
Scorpius X-1				0,8
Cygnus X-2				
Cygnus X-3				0,2

En el caso particular de Sco X-1, observaciones interferométricas en 2695 y 8085 MHz realizadas en 1970 en el Observatorio Nacional de Radioastronomía de los Estados Unidos, revelaron la presencia de tres radiofuentes en las cercanías de la fuente de radiación X. Una de las tres radiofuentes coincide en posición con la de Sco X-1, y las otras dos están a 1;3 al NE y a 2;0 al SW de aquella (Hjellming y Wade 1971b); la primera es una fuente que varía fuertemente y en forma irregular, en una escala de tiempo del orden de horas, y las otras dos, se comportan como radiofuentes no variables. Los índices espectrales sugieren que los espectros de las tres fuentes son de origen no térmico.

La estructura encontrada por Hjellming y Wade ha sido confirmada por Braes y Miley (1971) en 1415 MHz y por Geldzahler et al. (1981) en 1465, 4885 y 5010 MHz. Estos últimos investigadores presentan argumentos que llevan a la conclusión de que debe existir una vinculación física entre las tres fuentes y destacan la similitud de la morfología de Sco X-1 con la de las radiofuentes extragalácticas compactas, en las que la radiofuente central tiene un espectro chato y las otras dos componentes, un espectro con una apreciable inclinación. Las observaciones de Geldzahler et al. fueron efectuadas con el radio telescopio muy extendido (VLA, en inglés) del Observatorio Nacional de Radioastronomía de los Estados Unidos, y con interferometría de base muy larga en que intervinieron los radiotelescopios de Haystack, de 43 metros de Green Bank y de 40 metros del Radio Observatorio de Owens Valley, en California.

En general, las tres fuentes son débiles, con densidades de flujo del orden de 0,01 Jy. Ahora bien, la fuente central que, como ya hemos mencionado, es variable, ha experimentado variaciones en la densidad del flujo entre 0,08 y 0,13 Jy en unos 75 minutos y descensos hasta 0,025 Jy en 4 horas. Aparentemente, la actividad de fulguraciones ocurre irregularmente, durante 1/6 del tiempo, en promedio (Wade y Hjellming 1971b).

Los procesos no térmicos que parecen producirse en las atmósferas de las estrellas que irradian en X pueden originarse, según Hjellming y Wade (1976b), en "1) rayos cósmicos relativistas emitidos por la estrella misma o que penetran en su atmósfera desde el exterior, emiten radiaciones de sincrotrón cuando interactúan con campos magnéticos, de manera análoga a las fulguraciones que se observan sobre la superficie del Sol; 2) la radioemisión es producida por oscilaciones de plasma alimentadas por corrientes muy inestables y de vida corta en la "atmósfera" de la estrella". En cualquier caso, necesitamos que la estrella sea muy peculiar, y una estrella de neutrones de rotación rápida y campo magnético intenso parecería ser la respuesta, que, por otra parte, coincide con lo que se ha postulado para la compo-

nente que irradia en X en binarias de ese tipo.

Cygnus X-3 fue observada en septiembre de 1972, en ocasión de dos fulguraciones de varios (diez o más) días de duración. Las observaciones fueron efectuadas en varias frecuencias, con la participación de varios radio-observatorios. Tanto el espectro, como la polarización medida y la ley o leyes que representan el decaimiento de las fulguraciones, sugieren claramente que los fenómenos involucrados son de carácter no térmico (Hjellming, Brown y Blankenship 1974). Como lo hicieron notar Gregory et al. (1972), las características de las fulguraciones observadas corresponden al caso de radiación de sincrotrón de una nube de electrones relativistas en expansión.

En lo que se refiere a la ley de variación de la densidad del flujo en función del tiempo durante la declinación de la fulguración que se observó en el intervalo del 2 al 14 de septiembre de 1972, cabe destacar que, en la frecuencia de 15500 MHz, dicha ley era una exponencial del tiempo,

$$S_{\nu} \cdot \alpha \cdot e^{\left(-\frac{t-t_0}{1d14}\right)}$$

en todo el intervalo observado. En cambio, para la frecuencia de 8085 MHz, la ley exponencial sólo representaba el intervalo del 3 al 6 de septiembre, y la ley resultaba ser una potencia del tiempo,

$$S_{\nu} \cdot \alpha (t-t_0)^{-4,1} \quad (*)$$

en el intervalo del 5 al 11. Esta misma ley representaba las observaciones en la frecuencia de 2695 MHz en el intervalo del 6 al 11 de septiembre, y, para los días anteriores, la ley era exponencial pero con el exponente

$$\frac{t-t_0}{1d4} \quad \text{en lugar de} \quad \frac{t-t_0}{1d14}$$

El cambio de la ley de variación de la densidad del flujo debe estar vinculado con el carácter que va adquiriendo la fuente de radiación, de ópticamente espesa a ópticamente delgada, y con el tipo de pérdidas —adiabáticas o de sincrotrón— que sufren las partículas que irradian. El caso de pérdidas de sincrotrón corresponde al decaimiento exponencial, y el caso de pérdida adiabática, al de potencia del tiempo.

Además del problema que plantea el hecho de que la ley de variación de la densidad del flujo en función del tiempo durante el decaimiento de la fulguración —de exponencial pasa a ser una potencia del tiempo—, las observaciones muestran, además, la existencia de fluctuaciones abruptas en la densidad del flujo, del orden del 10 %, que se producen en varias frecuencias a la vez. Hjellming, Brown y Blankenship consideran que estas fluctuaciones no son sino el resultado de fenómenos vinculados con "la eyección y aceleración de las partículas relativistas en regiones muy localizadas

* La expresión completa para la fulguración del 2/14 de septiembre de 1972 es

$$S_{\nu} (\text{Jy}) = 4200 (t-t_0)^{-4,1} \cdot \nu^{-0,55}$$

en que $t - t_0$ se mide en días y ν está dado en GHz; $t_0 =$ Septiembre 1,3.

dentro de la vecindad inmediata de la fuente de radiación X que está ubicada en el centro de la radiofuente".

Aparentemente, sólo un 25 % de todas las fuentes de radiación X han resultado ser radiofuentes y Coe y Crane (1980), después de analizar la información disponible, han llegado a la conclusión de que los sistemas binarios con componentes que irradian en X y que son objetos pulsantes, probablemente no son radiofuentes. Sólo serían radiofuentes los sistemas que irradian en X y no pulsan.

Cygnus X-2 es una radiofuente débil, de tipo término (Hjellming 1976).

VI. NOVAS

Las novas viejas, que son todas binarias, según se sabe, no han mostrado, hasta ahora, ser radioemisores. Pero las novas que han experimentado el fenómeno explosivo, sí emiten en radiofrecuencias. La radioemisión comienza a detectarse algún tiempo después del máximo óptico, el flujo va aumentando en el transcurso del tiempo, llega a un valor máximo y luego comienza a disminuir más lentamente hasta hacerse nulo en el término de unos años, cuyo número depende del objeto, es decir, del valor al que ha alcanzado el máximo de la densidad de flujo.

VII. ESTRELLAS SIMBIÓTICAS

Las estrellas simbióticas se caracterizan, en general, por una radioemisión térmica de "bremsstrahlung"* en longitudes de onda del centímetro y del milímetro, lo que sugiere que están rodeadas de nubes circumestelares de gas. La excepción en lo que se refiere al mecanismo parece ser RX Puppis (Seaquist 1977). Hjellming (1981) resume nuestro conocimiento actual de las estrellas simbióticas que son radiofuentes en la Tabla que transcribimos como Tabla 5, de la cual hemos excluido α Sco B y hemos agregado la columna "observaciones".

La Tabla 5 incluye los resultados de la observación sistemática en 2,1 cm (14500 MHz) de estrellas simbióticas observables con el radiotelescopio de Parkes, en Australia (Wright y Allen 1978). Wright y Allen encontraron que de 91 estrellas observadas, sólo el 10 % (9) eran radioemisores, algunos ya conocidos. Las 9 estrellas fueron también observadas en otras frecuencias, en 6,0 cm (5000 MHz), y algunas asimismo en 3,4 cm (8900 MHz) y en 4,8 cm (6200 MHz).

Con respecto a V1329 Cygni cabe señalar que, aparentemente, la radioemisión ha decaído hasta el punto de ser ya indetectable. Y en cuanto a RX Pup, digamos que la estrella ha mostrado una variación lenta, un factor 2 en 24 horas, en 8700 MHz.

Tabla 5
ESTRELLAS SIMBIÓTICAS QUE SON RADIOFUENTES

Objeto	Densidad de Flujo (Jy)	Variable	Detección	Tamaño (")	Observaciones
V1016 Cygni	0,020-0,050	sí	confirmada	~ 3	nova lenta
HM Sagittae	0,012-0,100	¡sí!	confirmada	~ 0,2	nova lenta
MWC 349	0,065-0,800	¿sí?	confirmada	~ 2	
RY Scuti	0,090-0,170	no se sabe	confirmada	~ 2	
V1329 Cygni	$0,008 \pm 0,0015$ 1972 3cm $0,005 \pm 0,001$ 1978 6cm 0,001 1980 6cm	sí	confirmada		
H1-36	0,045-0,090	no se sabe	1 obs. intensa		
AG Pegasi	0,006-0,013	no se sabe	confirmada	~ 2	
R Aquarii	0,010-0,015	no se sabe	confirmada		
RR Telescopii	0,030-0,050	no se sabe	confirmada		nova lenta
RX Puppis	~ 0,020	quizás	confirmada		
He 2-106	0,020-0,040	quizás	confirmada		
HD 149427	0,010-0,030	no se sabe	1 obs. intensa		
He 2-176	~ 0,015	no se sabe	1 obs.		
He 2-38	~ 0,010	no se sabe	1 obs.		

Hjellming y Wade (1970) han publicado observaciones de Nova (HR) Delphini 1967 y de Nova (FH) Serpentina 1970, y Herrero, Hjellming y Wade (1971), observaciones de Nova Scuti 1970. Las observaciones pueden ser interpretadas en términos de una fuente térmica en que el proceso de emisión es el denominado "bremsstrahlung"* en un plasma denso y caliente, pero Hjellming (1976) cree que en las novas también deben operar mecanismos no térmicos.

Las densidades de flujo medidas son compatibles con el espectro de una fuente térmica ópticamente espesa, pues satisface la ley

$$S_{\nu}(\text{Jy}) = 0,088 \lambda^{-2}$$

donde λ está expresada en centímetros.

Observaciones recientes de V1016 Cygni —cuyo espectro es el mejor estudiado entre las estrellas simbióticas que son radioemisores— con el radiotelescopio muy extendido del Observatorio Nacional de Radioastronomía de los Estados Unidos ha permitido producir un mapa de la región con alta resolución, en 1,3 cm, el cual muestra "una estructura central brillante de un tamaño angular de 0",3 rodeada de una región de menor intensidad. La estructura brillante es claramente no circular y posee un alto grado de simetría bilateral (aparición bipolar). Esa estructura indica la existencia de un flujo de

* El término "bremsstrahlung" sirve para designar el proceso de emisión de un fotón por parte de un electrón libre que se mueve en el campo de un ión y que da como resultado una modificación de la energía cinética del electrón respecto al ión. El proceso también se denomina de emisión libre-libre porque el electrón se encuentra libre antes y después del mismo.

masa, complejo y probablemente interactuante. La densidad de particular en esta región es 10^6 cm^{-3} , aproximadamente" (Newell y Hjellming 1981). Kwok (1982) supone que la estructura surge probablemente de la interacción de dos vientos estelares (uno de cada componente). El índice espectral, en el caso de V1016 Cyg, es $-0,8$.

De R Aquarii también se han efectuado observaciones con el radiotelescopio muy extendido del NRAO y de ellas ha surgido que la fuente es elongada y que el eje mayor mide $0'',5$, aproximadamente (Sopka et al. 1981). Los datos sugieren un índice espectral $\alpha = 1,2 \pm 0,3$, que difiere del valor $\alpha = -0,1$, que encontraron Gregory y Seaquist (1974) en base a observaciones en 2695 y 8085 MHz, pero hacen falta más elementos de juicio para entender tal diferencia. Como el diámetro obtenido es mucho menor que el de la nebulosa óptica que rodea al objeto, la radioemisión observada debe estar vinculada a una eyección reciente (Kwok 1982). En HM Sagittae, las observaciones con el radiotelescopio muy extendido también sugieren que la radiofuente es elongada (Kwok, Bignell y Purton 1982).

Kwok (1982) hace notar que las estrellas simbióticas que son radioemisores más intensos, corresponden a novae lentas, lo que parece sugerir que las radioemisiones están relacionadas con el proceso de eyección. Por otra parte, la evolución del espectro en radiofrecuencias, en objetos como HM Sge, se parece a las novae clásicas en su fase ópticamente espesa, pero la escala de tiempo es mucho más larga.

Una observación sistemática de estrellas simbióticas fue iniciada por Luiz Carlos S. Dos Reis, en Itapetinga, Brasil, hace varios años (1974), en la frecuencia de 22200 MHz y utilizando la antena de 13,7 metros de diámetro.

VIII. ESTRELLAS WOLF-RAYET

La primera estrella Wolf-Rayet binaria en la cual se detectó radioemisión fue HD 192163 (WN6; período, 4,5 días) que fue observada en 5000 MHz con el radiotelescopio de síntesis de Westerbork (Wendker et al. 1975). Reobservada con el radiotelescopio muy extendido del NRAO, en la misma frecuencia, se llegó a establecer que el tamaño angular de la región emisora es de $0'',05$, equivalente a 10^{15} cm aproximadamente (Dicke et al. 1980).

Le siguió la estrella Wolf-Rayet más brillante del cielo, γ_2 Velorum, binaria de 78,5 días de período y componentes WC8 y O9 I. Seaquist (1976) la observó con el radiotelescopio de Parkes, en Australia, en las frecuencias de 5000, 6270 y 8870 MHz, obteniéndose, en promedio, densidades de flujo de $0,036 \pm 0,005$, $0,037 \pm 0,010$ y $0,052 \pm 0,006 \text{ Jy}$, respectivamente. No se detectaron variaciones temporales y el índice espectral resultó $\alpha = -0,64 \pm 0,32$, lo que sugiere que el origen de la radiación en radiofrecuencias es emisión libre-libre de un plasma ópticamente espeso que rodea al sistema.

Más o menos al mismo tiempo, Florkowski y Gottesman (1976, 1977) intentaron, en el Observatorio Nacional de Radioastronomía de los Estados Unidos, detectar radioemisión en otras estrellas Wolf-Rayet, a saber:

CV Serpentis (WC8 + O8-9; período: 29,7 días),
V444 Cygni (WN5 + O6; período: 4,2 días),
HD 193793 (WC7 + O5; período: ?),
en las frecuencias de 2695 y 8085 MHz. La detección fue positiva sólo en el caso de HD 193793. Las densidades de flujo resultaron bajas, $0,021 \pm 0,001 \text{ Jy}$, en 8085 MHz, y $0,026 \pm 0,0011 \text{ Jy}$, en 2695 MHz, lo que implica un índice espectral $\alpha = -0,19 \pm 0,08$, el cual difiere mucho de lo que predice un modelo de flujo

de masa constante. La fuente resultó variable, encontrando Florkowski (Wood 1977) que, entre octubre de 1975 y marzo de 1977, el flujo decreció en un factor 5 y el índice espectral pasó a $-0,6$.

En Itapetinga, Brasil, con el radiotelescopio de 13,7 metros de diámetro, también se han observado, en 22000 MHz, en el período 1976-1980, algunas estrellas Wolf-Rayet tales como CV Ser (Maia, Lépine y Melnikoff 1981), HD 96548 (WN8), He 2-113 (WC11), Ve 2-45 (WC9), HD 167362 (WC10) y, nuevamente, CV Ser (Lépine, Maia y Melnikoff 1981). La detección fue positiva en los casos de HD 167362 y de CV Ser, midiéndose las siguientes densidades de flujo

HD 167362: $1,34 \pm 0,09 \text{ Jy}$,

CV Serpentis: $1,22 \pm 0,28 \text{ Jy}$.

HD 167362, que es la estrella central de la nebulosa planetaria VV 164, había sido ya detectada en otras frecuencias, por ejemplo, en 10600 MHz (Purton, Feldman y Marsh 1973), midiéndose una densidad de flujo de $0,200 \pm 0,018 \text{ Jy}$. Aún no se sabe si este objeto es un sistema binario, y considerando las estrellas Wolf-Rayet en general, HD 167362 sería entonces la primera detectada como radiofuente.

IX. COMENTARIOS FINALES

Aparentemente todos los sistemas RS CVn están caracterizados por ser radioemisores. Pero en el caso de nuestros grupos a), c) y f) no resulta evidente que define la presencia o ausencia de emisión en radiofrecuencias. Sahade y Wood (1978) piensan que la radioemisión en binarias cerradas "está vinculada con la estructura gaseosa del sistema y que nos trae un mensaje acerca de la física de la pérdida de masa en las componentes de binarias cerradas —por lo menos en ciertas etapas de su evolución", y agregan que "puede resultar al final que todos los sistemas con estructura gaseosa y flujo de masa desde una de las componentes, sean, en mayor o menor medida, radiofuentes".

Florkowski (Sahade y Wood 1978) opina que en la posibilidad de detección de un sistema binario cerrado como radiofuente deben intervenir efectos de selección ligados a la geometría del sistema, a la profundidad óptica de las envolturas y/o a la frecuencia. Y esto resulta claro si se recuerda que los fenómenos vinculados a las corrientes gaseosas y a los discos o anillos se producen fundamentalmente en la región del plano de la órbita.

Al analizar la "binaridad como factor de radioemisión estelar", Gibson (1980) considera que las binarias que emiten en radiofrecuencias pueden agruparse en tres tipos diferentes: "i) tipo CC Cas - emisores térmicos que probablemente tengan vientos estelares variables; ii) tipo Antares - emisores no térmicos cuya energía proviene de excitación por choques al entrar en colisión dos vientos estelares, y iii) tipo RS CVn - emisores no térmicos con energía que proviene de una acción de dinamo en la zona convectiva de la estrella componente". Gibson considera, además, que los elementos que pueden ser importantes son la rotación, la distorsión por marea, el campo magnético, la profundidad de la zona de convección, el encontrarse el objeto en las fases rápidas de su evolución.

En verdad, no contamos aún con demasiados radioemisores entre los sistemas binarios cerrados como para poder hacer generalizaciones más o menos ciertas. Habrá que aprovechar las posibilidades que brinda la mayor sensibilidad actual de los equipos de observación para ampliar suficientemente nuestro conocimiento acerca del comportamiento de las binarias interactuantes en el dominio de las radiofrecuencias. Tal vez entonces podamos tener un cuadro más claro y contestar los interrogantes que plantea el problema.

Optica e Instrumentos Astronómicos

Conducido por la Subcomisión de Optica

UN PROGRAMA DE CALCULO DE ABERRACIONES DE TERCER ORDEN EN IDIOMA "BASIC" PARA MICROCOMPUTADORAS PERSONALES.

FACILMENTE ADAPTABLE A CALCULADORAS PROGRAMABLES

Los avances en las técnicas de manejo de datos en las últimas décadas han sido tan vertiginosos y explosivos, que a menudo cuesta adaptar nuestras pautas mentales a las nuevas realidades que ellos nos ofrecen. Las computadoras están invadiendo rápida y progresivamente todos los ámbitos de nuestras vidas, a un ritmo que parecía insospechado hace apenas unas décadas. Lo más fascinante de todo este proceso es que a la par que la capacidad de cálculo de los sucesivos modelos de calculadoras y computadoras crece vertiginosamente, en forma paralela los precios —para una dada capacidad de cálculo— han descendido en forma no menos impresionante. El autor aún conserva funcionando perfectamente su primera calculadora "científica" Hewlett-Packard HP-35 (hoy una reliquia) adquirida en los EE.UU. hace ya una década. Con sus funciones trigonométricas, logaritmos y exponenciales, resultaba en aquél entonces toda una novedad. Costó en su momento 225 dólares (toda una inversión para un estudiante!). Hoy en día por ese monto puede adquirirse una calculadora programable TI-59 con capacidad de 1000 pasos de programa! Finalmente en los últimos años han comenzado a comercializarse no ya calculadoras programables, sino las llamadas microcomputadoras personales. A diferencia de aquéllas, las que tienen cada una un "lenguaje" de programación propio de cada marca o aún modelo, las microcomputadoras se programan en lenguajes universales comunes. Existen varios tipos de estos lenguajes, habiéndose generalizado entre las microcomputadoras el denominado BASIC (iniciales de Beginner's All-purpose Symbolic Instruction Code —Código de Instrucciones Simbólicas de uso General para Principiantes—). Existen dentro de la amplia gama de precios actuales, microcomputadoras que

pueden optar por otros lenguajes además del BASIC (por ejemplo FORTRAN, el más compacto y eficiente para problemas de ingeniería, COBOL, para manejo de finanzas, PASCAL, etc.). Si bien cada fabricante particular incorpora pequeñas variaciones adicionales, las características fundamentales de cada idioma de computación están estandarizadas y son universales.

El programa que damos en este artículo responde al idioma BASIC, y puede ejecutarse en cualquier microcomputadora que trabaje con él. Si bien el nuestro país, en razón de la paridad cambiaria y la situación socioeconómica general, el uso de microcomputadoras personales no se ha generalizado como en los países desarrollados, no obstante creemos conveniente publicar este programa en idioma BASIC, ya que por su sencillez y claridad lógica, puede ser "traducido" fácilmente a los lenguajes particulares de calculadoras programables como la TI-59 o la HP-41CV, estas últimas sí de uso más generalizado en nuestro medio. Publicar este mismo programa en el lenguaje de la TI-59 por ejemplo, requeriría notablemente más espacio, y a su vez resultaría muy poco familiar a los usuarios de HP-41CV con lógica RPN.

La microcomputadora del autor es una Texas Instruments TI-

99/4A, la que se acopla a un televisor color (o blanco y negro) convencional. Dispone además de un impresor térmico PHP-1900 que imprime en un rollo de papel termosensible de 90 mm de ancho a razón de 32 caracteres por línea (la pantalla del televisor también muestra 32 caracteres por línea). Las instrucciones se ejecutan desde la consola, que como toda microcomputadora, cuenta con un teclado similar al de una máquina de escribir convencional, con el agregado de unas teclas extras que responden a comandos especiales propios del BASIC.

Un Poco de Optica Geométrica

En óptica geométrica se da una situación que se repite a menudo en física. La ley fenomenológica que gobierna el comportamiento de los rayos de luz que atraviesan un determinado sistema óptico es perfectamente conocida, y diríamos sencilla. No obstante pretender describir de forma adecuada la respuesta global de un sistema óptico o inversamente diseñar un sistema que satisfaga determinadas exigencias de performance puede ser un problema de una complejidad algebraica (y trigonométrica) formidable. La ley básica de refracción o Ley de Snell se ilustra en la figura 1.

Figura 1

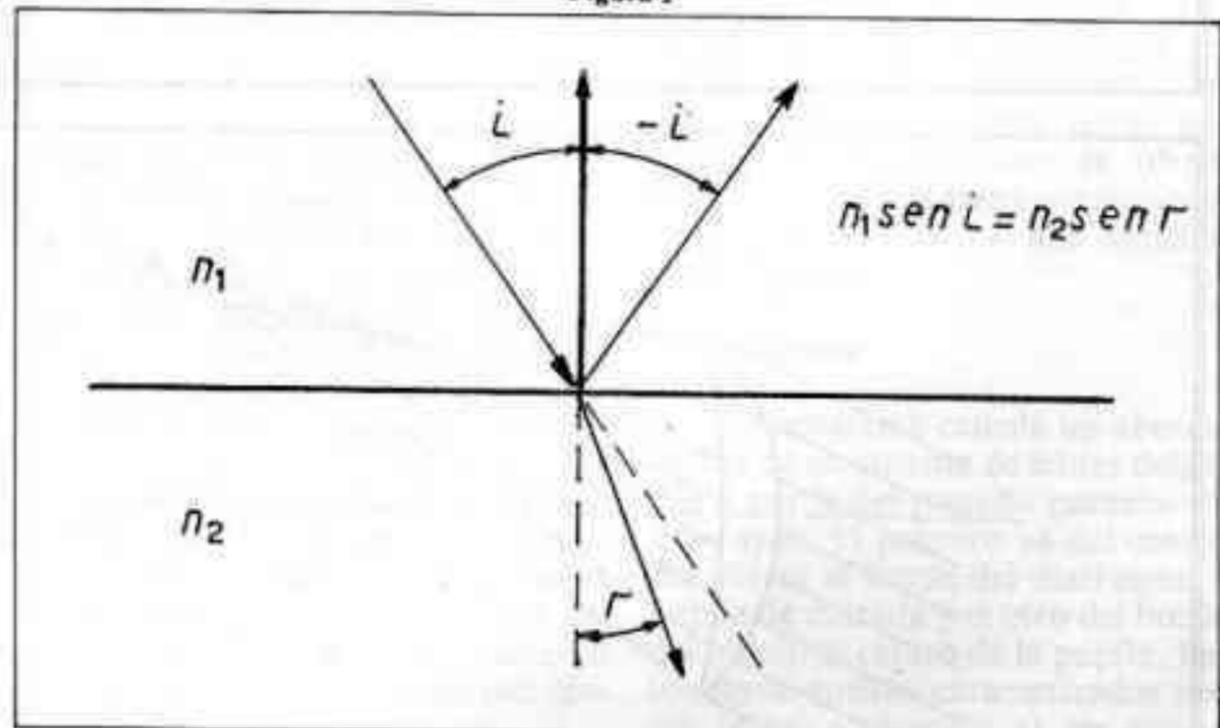
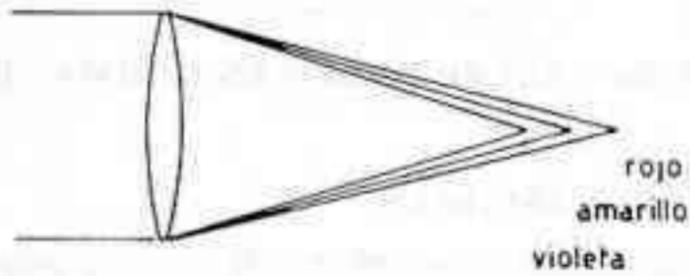
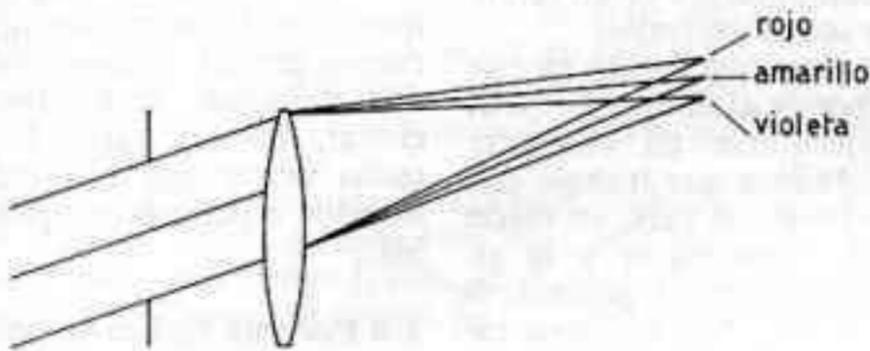


Figura 1: Ley de Snell. Admitiendo un cambio de signo en el índice cada vez que se produce una reflexión, esta ley incluye también a la de reflexión.

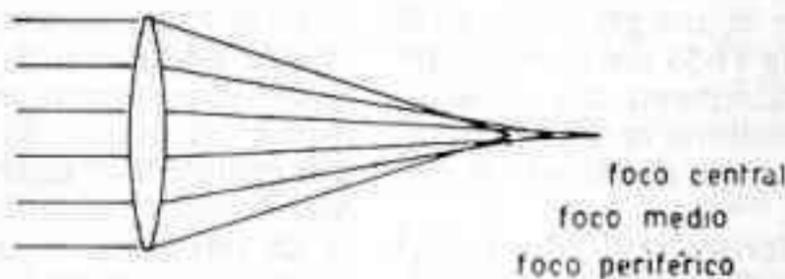
ABERRACION CROMATICA LONGITUDINAL



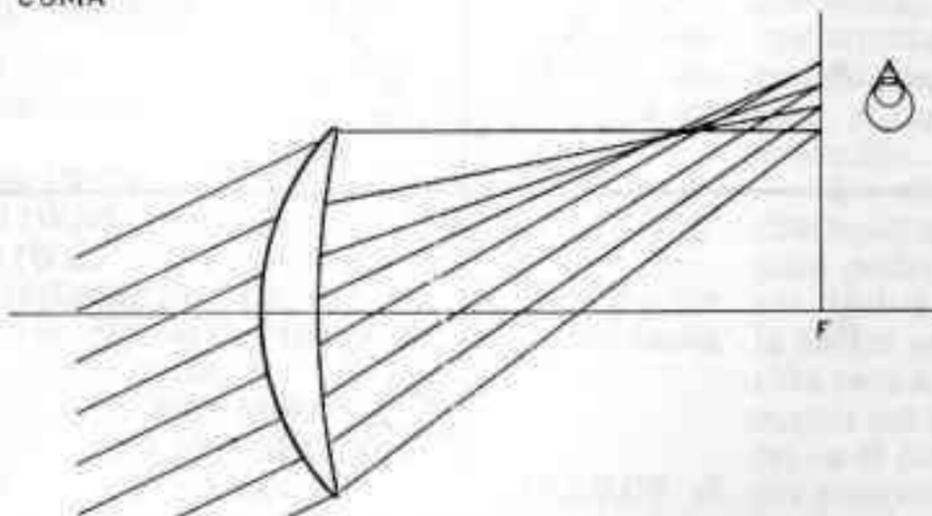
CROMATISMO TRANSVERSAL



ABERRACION ESFERICA



COMA



En ella se vinculan los ángulos de incidencia y refracción medidos con respecto a la normal que separa la superficie límite entre dos medios caracterizados por índices de refracción N y N' . La ley de reflexión establece por otra parte que el rayo reflejado forma con la normal un ángulo igual y de signo opuesto al de incidencia. Consecuentemente con una adecuada convención de signos, y considerando que cada vez que se produce una reflexión el índice de refracción del medio "cambia de signo" podemos englobar la ley de reflexión dentro de la de refracción. En efecto según lo dicho precedentemente tendríamos que:

$$\begin{aligned} N' &= -N \longrightarrow -N \cdot \text{sen}(r) = N \cdot \text{sen}(i) \longrightarrow \\ \text{sen}(r) &= -\text{sen}(i) \longrightarrow r = -i \end{aligned} \quad (1)$$

La tercera ley afirma simplemente que los rayos i , r , y la normal n , son coplanares.

Si bien la ley de Snell es formalmente sencilla, el hecho de que involucre expresiones trigonométricas de los ángulos hace que las fórmulas se compliquen notablemente cuando querramos trazar rayos a través de un sistema óptico compuesto por un cierto número de lentes (generalmente de superficies esféricas). Las expresiones resultarían mucho más sencillas si la ley de Snell fuera lineal en los ángulos y no en sus senos. Afortunadamente, cuando los ángulos de incidencia son muy pequeños, el valor de los mismos (en radianes) es muy aproximado al valor de los senos. Podemos desarrollar entonces el seno de un ángulo según el conocido desarrollo:

$$\text{sen}(x) = x - x^3/6 + x^5/120 \dots \quad (2)$$

Si consideramos solamente el primer término de este desarrollo, ello conduce a las expresiones simplificadas correspondientes a la **región paraxial**, llamada **óptica de primer orden**. Resulta un desarrollo válido en el límite para un cono de rayos muy próximos al eje óptico del sistema. Se deducen de aquí las conocidas fórmulas para las lentes delgadas que figuran en los libros de óptica elemental. Es importante destacar que en esta aproximación de primer orden, la única aberración de una lente es la **ABERRACION CROMATICA** (Figura 2), la que resulta de la variación del valor del índice de refracción N con la longitud de onda de la luz. Para radiación monocromática entonces, la óptica de primer orden es una óptica libre de aberraciones, y las lentes con superficies esféricas darían imágenes perfectas.

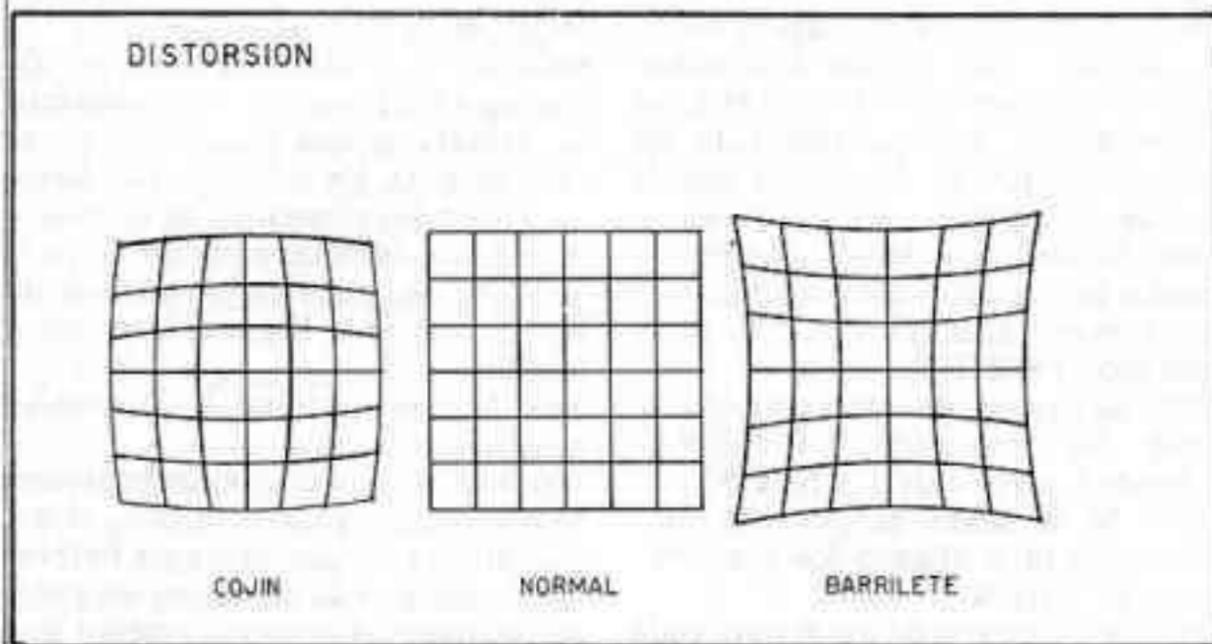
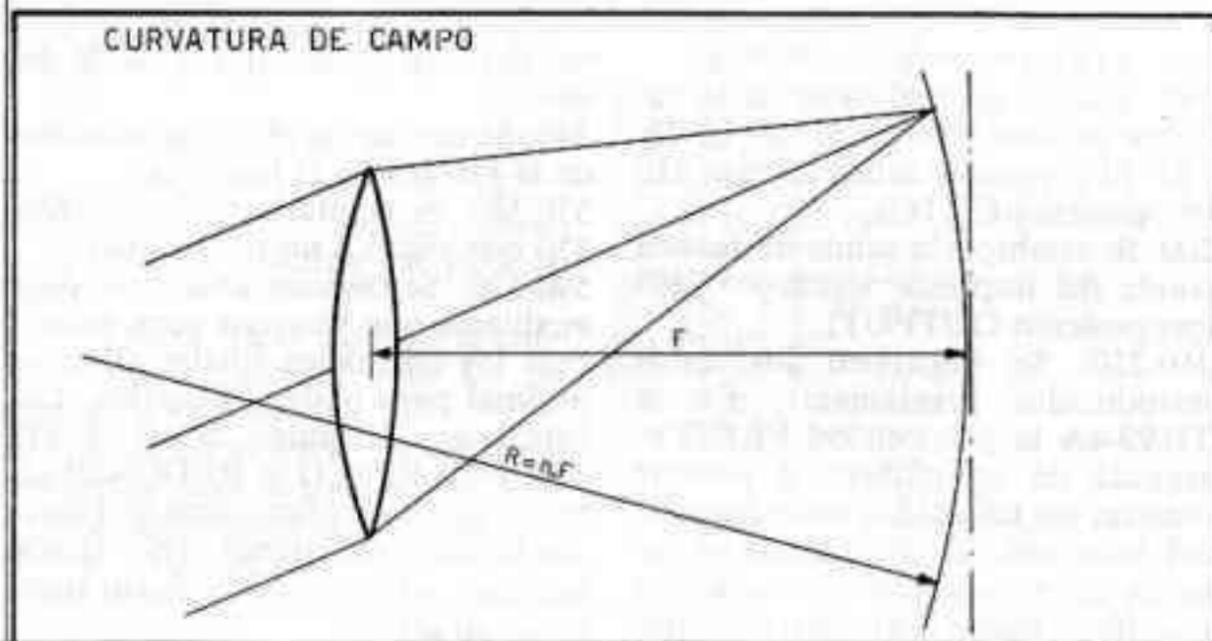
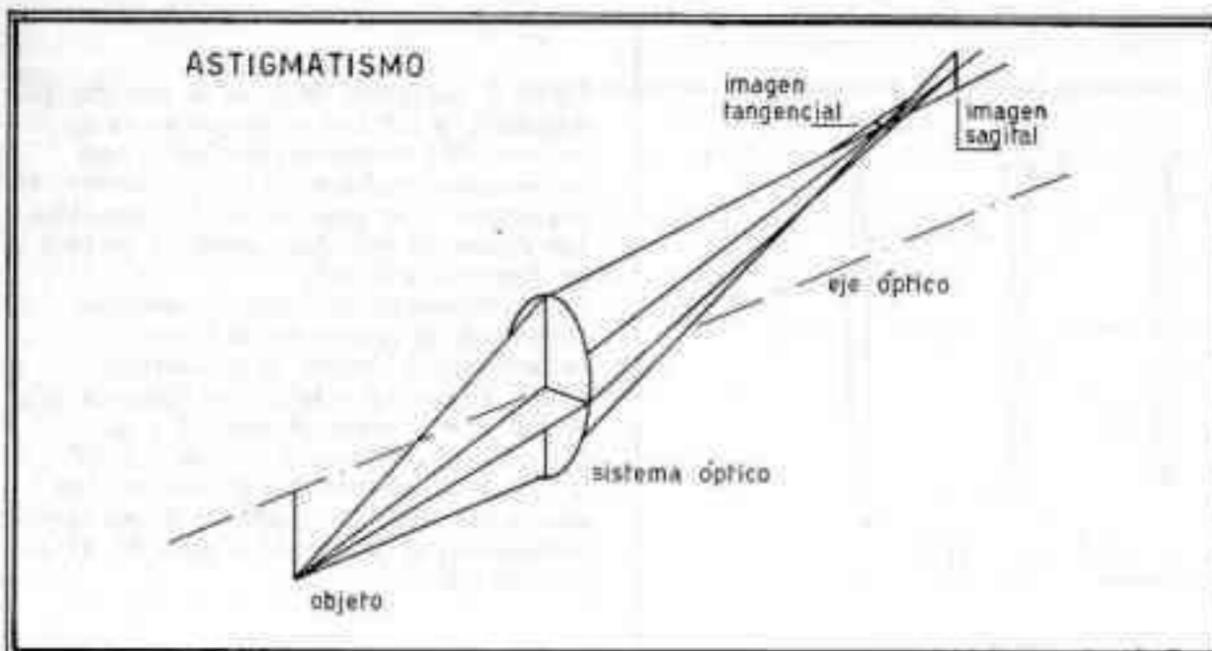


Figura 2 bis

Reemplazando en cambio en la ley de Snell el valor del seno por los dos primeros términos del desarrollo, se obtiene la llamada **óptica de tercer orden**. En ella las lentes con superficies esféricas introducen deformaciones en la imagen de un objeto. Estas aberraciones fueron estudiadas y sistematizadas por Seidel, denominándose: **ABERRACION ESFERICA, COMA, ASTIGMATISMO, CURVATURA DE CAMPO y DISTORSION** (Fig. 2 y 2 bis).

La aberración esférica consiste

en una diferente distancia focal para cada zona de la lente, el coma representa un diferente aumento transversal para rayos provenientes de diferentes zonas de la lente; el astigmatismo corresponde a diferentes distancias focales para rayos meridianales (pertenecientes a un plano que incluye el eje óptico) y sagitales (pertenecientes a un plano normal al meridional); la curvatura de campo indica que el "plano" focal no es plano sino curvo; y la distorsión denota una variación del aumento transversal con el ángulo de incidencia.

En general la descripción de tercer orden de un sistema óptico suele ser una muy buena aproximación al comportamiento real del sistema, excepto en casos de lentes con curvaturas muy fuertes o allí donde se requiere una resolución muy alta, solamente limitada por difracción.

Lentes Delgadas

Una lente delgada es aquella en la que podemos despreciar el espesor frente a los demás parámetros típicos del sistema como por ejemplo la distancia focal o los radios de curvatura de las dioptras. La idealización resulta sumamente útil pues conduce a expresiones muy sencillas. Si llamamos C_1 y C_2 a las curvaturas de cada cara de una lente delgada (siendo $C = 1/R$) obtenemos:

$$PHY = 1/F = (N-1) \cdot (C_1 - C_2) \quad (3)$$

Obsérvese que para una dada distancia focal existe una infinita combinación de valores de C_1 y C_2 tal que satisfacen (3). En efecto, si sumamos simultáneamente a C_1 y a C_2 una curvatura adicional C_B , el valor de $(C_1 - C_2)$ permanece constante, y por lo tanto también el de PHY . En cambio los valores de las aberraciones de tercer orden propias de la lente pueden variar sustancialmente frente a este cambio. Este proceso, llamado "bending" en inglés, y al que llamaremos así a falta de un término español equivalente aceptado, constituye una poderosa herramienta en el diseño óptico.

En el programa que presentamos, se calculan las contribuciones individuales de cada lente a las aberraciones totales del sistema. Se varía además en forma individual la forma de cada lente manteniendo constante su potencia, y se tabulan las contribuciones debidas a cada uno de estos "bendings". Las aberraciones totales del sistema resultan de sumar linealmente las contribuciones de cada lente, pudiéndose elegir entonces la forma más adecuada de cada componente a los efectos de arribar a la solución final deseada.

El Programa

El programa calcula las aberraciones de un sistema de lentes delgadas a partir del trazado paraxial de dos rayos. El primero va del centro del objeto al borde del diafragma o pupila de entrada y el otro del borde del objeto al centro de la pupila. Estos rayos quedan caracterizados por sus ángulos respecto al eje óptico

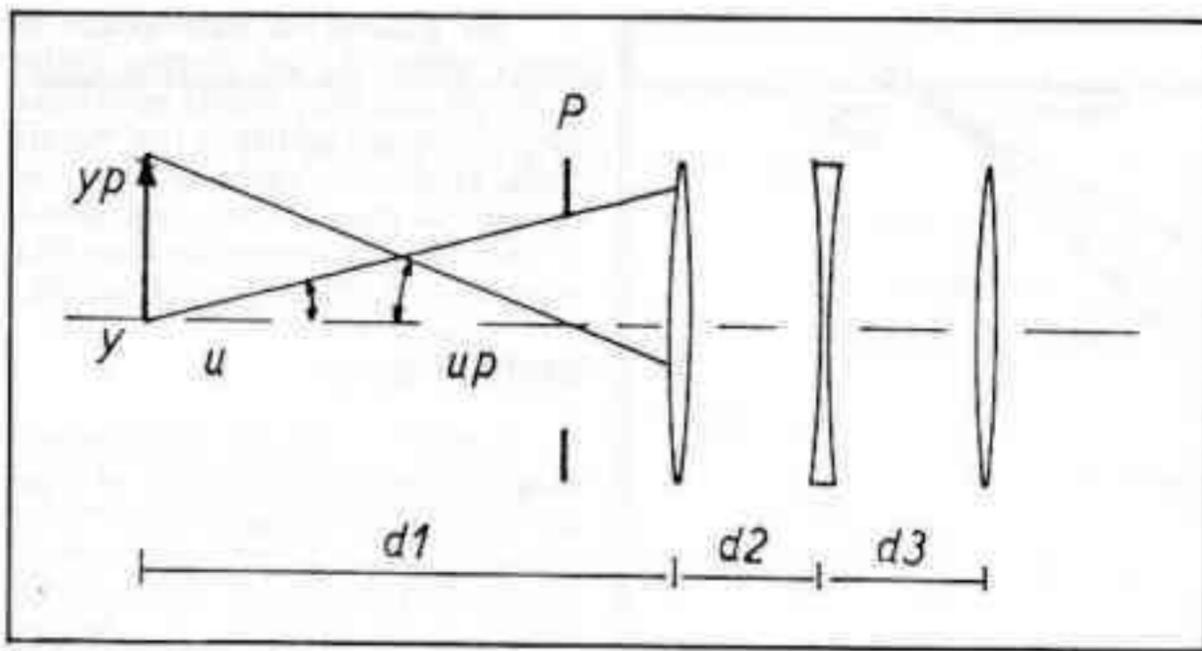


Figura 3: Esquema de datos de entrada. Los ángulos U y UP son las tangentes de los mismos. Se consideran positivos si son antihorarios medidos desde el eje óptico. En el ejemplo, U es positivo y UP es negativo. Las distancias son todas positivas medidas de izquierda a derecha. Las curvaturas de las lentes se consideran positivas si sus centros de curvatura se encuentran a la derecha de la superficie óptica, y negativas si están a la izquierda de la misma. P es la pupila de entrada, y su ubicación modifica los valores de U y UP , afectando las aberraciones del sistema. Las alturas son positivas por encima del eje óptico y negativas por debajo. En el ejemplo, YP es positivo e Y nulo.

(UO y UPO respectivamente), y por sus alturas en el plano objeto (YO e YPO respectivamente).

La figura 3 ilustra este esquema. Los valores de UO y UPO son en rigor las **tangentes** de los ángulos, los que se consideran positivos si se miden en sentido **antihorario** a partir del eje óptico. Por otra parte YO resultará siempre cero salvo para un objeto en el infinito, en cuyo caso valdrá igual al radio de la pupila de entrada. Para este caso YPO resultaría infinito; se recurre entonces a un plano auxiliar colocado a una distancia arbitraria de la pupila, y sobre él se miden YO e YPO ; en este caso resulta nulo el ángulo UO , en tanto que UPO es simplemente la mitad del campo total que se desea cubrir.

Además, deberá proporcionarse al programa, para cada lente, la siguiente información: espaciamiento, curvatura total, curvatura de primera cara, índice, número de Abbe, paso de "bending", y número de "bendings" deseados.

Analícemos ahora paso a paso el programa. Obsérvese que en BASIC cada paso de programa responde a una "proposición" definida, caracterizada por una palabra clave (Keyword).

100: Simplemente el título del programa mediante la proposición REMark.

110: Indica que los elementos de matriz que se utilicen en el programa se empiezan a contar desde uno (sino la computadora contaría desde cero).

120: Establece la dimensión de la matriz de datos mediante la proposición DIMensión. En el ejemplo, la matriz de datos A tendrá 5×7 elementos. El primer número corresponde al número de lentes y el segundo —que es fijo— denota el número de datos por lente.

130-170: Se introducen los valores de: número de lentes, UO , UPO ,

YO , YPO (proposición INPUT).

180: Fija en cero el valor de la variable auxiliar S (proposición LET).

190: El programa saltea al paso 210 (proposición GOTO).

200: Se establece la salida de datos a través del impresor térmico "TP" (proposición OUTPUT).

210-230: Se imprimen los datos introducidos previamente. En la TI/99-4A la proposición PRINT# seguida de un número 0 permite mostrar los resultados en la pantalla del televisor. Si en cambio es seguida de un número 1 la salida se imprime a través del impresor térmico. Como en general antes de imprimir los resultados uno desea verlos en pantalla a los efectos de determinar si son buenos, y si vale la pena imprimirlos, por eso mediante los pasos 180-190 se determina que la salida sea primero por pantalla.

240: Se abre un "lazo", es decir se repite una secuencia de operaciones un número NLENT de veces (proposición FOR TO).

250: Se deja un renglón en blanco.

260: Se imprime "LENTE#I" (donde I variará de 1 a NLENT).

270: Si la salida es por impresor ($S=1$) se salta al paso 350 (proposición IF THEN).

280-340: Entrada de datos para cada lente: distancia, curvatura total, curvatura de primera cara, índice, Abbe, paso de "bending", y número de "bendings".

350-380: Se imprimen estos datos.

390: Se cierra el lazo, volviéndose al paso 240 para la próxima lente (proposición NEXT).

400-430: Se indica que los valores de U , UP , Y e YP que se utilizarán más adelante son aquellos de entrada (pasos 140-170).

440: Se calcula el invariante de Lagrange.

450-520: Mediante este lazo se trazan a través de todo el sistema los dos rayos iniciales en forma paraxial.

530: Se llama UK a la pendiente fi-

nal del rayo principal a la salida del sistema.

540: Se denomina H a la altura final de la imagen en el foco final.

550-580: Se repite lo hecho en 400-430 con vistas a un nuevo lazo.

590-620: Se Definen unas funciones auxiliares que servirán para redondear los resultados finales al tercer decimal para poder tabularlos. Las funciones definidas como ENT, TRUNC, RESTO y REDONDEO, hacen uso de las funciones de Librería Basic SGN (signo), INT (parte entera) y ABS (valor absoluto), (proposición DEF).

630: Comienza un lazo que termina recién en el paso 1270.

640-710: Se les da unos nombres cómodos a los parámetros de cada lente. Obsérvese que para cada iteración de lazo, los nombres son adjudicados a los elementos de la matriz A correspondientes a esa iteración I .

720-730: Se calculan las alturas de los dos rayos al llegar a la primera lente.

740-750: Se calculan las variables auxiliares Q y V .

760-800: Se calculan el cromatismo longitudinal, el color lateral, el astigmatismo, la curvatura de Petzval longitudinal, y la curvatura de Petzval transversal respectivamente (estas aberraciones no dependen de la forma de la lente).

810-860: Se imprimen estos resultados, dejando un renglón en blanco al principio y al final de estos valores.

870: Se imprimen —utilizando la función TABulación— unos títulos que servirán de cabezales de columnas. Los nombres TSC, TCC, TAC, TDC designan las contribuciones transversales a las aberraciones esféricas, coma, astigmatismo y distorsión. K denota el "bending" al que estos valores corresponden.

880-950: Se calculan unas funciones auxiliares de los índices de refracción ($H1-H8$).

960: Se abre otro lazo —incluido

dentro del anterior— que permitirá calcular cómo varían las aberraciones de la lente I para cada "bending" K. El lazo se repite desde K=1 hasta NBEND (paso 1230). 970-1030: Se calculan las aberraciones. Ya dijimos que los valores transversales de las mismas se tabularán. (Para la aberración esférica, el astigmatismo, la contribución de Petzval, y la aberración cromática, también pueden interesar los valores longitudinales SC, AC, PC, LCHC).

1040-1190: Mediante las funciones RESTO, REDONDEO y TRUNC, se redondean los valores de las aberraciones al tercer decimal. Algunas calculadoras cuentan con la función FIX que directamente fija el número de decimales que se desea, la TI-99/4A no.

1200: Se imprimen en forma encolumnada los valores de TSC, TCC, TAC y TDC redondeados, correspondientes al "bending" K para la lente I.

1210: Se modifica el valor de la curvatura de la primera cara (se la incrementa en CB)

1220: Se cierra el bucle, retornando al paso 960 para el siguiente K.

1230: Se interrumpe el programa al cabo de NBEND número de "bendings", a los efectos de poder apreciar en la pantalla del monitor los resultados obtenidos. Apertando el comando CONTINUE, el programa continúa.

1240-1250: Se calculan los ángulos U y UP a la salida de la lente I.

1260: Se cierra el lazo para la lente I, retornando al paso 630, repitiéndose todo el proceso NLENT veces, es decir hasta la última lente considerada.

1270: Si S=1 se saltea al paso 1330 (fin del programa).

1280: La computadora pregunta si se desea imprimir los datos en el impresor término. Si la respuesta es NO, se pasa al paso 1330 y el programa concluye. Si la respuesta es SI, se avanza al paso siguiente, asignándosele valor 1 a la variable auxiliar S (paso 1300), y retrocediéndolo al paso 200 (paso 1310). Se repite entonces todo el proceso de cálculo, con la diferencia que los resultados no se muestran en pantalla, sino que se imprimen en el impresor término.

Este programa permite analizar en forma rápida y eficiente las aberraciones de tercer orden de cualquier sistema óptico en el que resulta razonablemente válida la aproximación de lentes delgadas.

Una vez elegidos los "bendings" más adecuados para reducir o anular las aberraciones más indeseables, el siguiente paso es sustituir

las lentes delgadas de espesor nulo por lentes reales. A los efectos de no alterar la potencia final del sistema, así como la corrección de cromatismo longitudinal, debemos sustituir cada lente delgada por su equivalente real de la misma potencia. En una lente delgada la potencia viene dada por:

$$PHY = (N-1) \cdot (C1 - C2)$$

en tanto que en una lente gruesa

$$PHY = (N-1) \cdot (C1 - C2 + (N-1) \cdot T \cdot C1 \cdot C2 / N)$$

donde T es el espesor central de la lente. Para preservar entonces la potencia original de la lente delgada debemos alterar ligeramente los valores de los radios. En un doblete cementado conviene dejar inalterado el valor de la cara cementada, y variar ligeramente los radios exteriores, tanto del componente flint como del crown. En un ocular podemos modificar indistintamente cualquiera de los radios. Si el diseño ori-

```

100 REM PROGRAMA DE TERCER ORDEN
N PARA LENTES DELGADAS
110 OPTION BASE 1
120 DIM A(5,7)
130 INPUT "N-LENT=":NLENT
140 INPUT "U=":UD
150 INPUT "UP=":UPD
160 INPUT "Y=":YD
170 INPUT "YP=":YPD
180 LET S=0
190 GO TO 210
200 OPEN #1:"TP.E",OUTPUT
210 PRINT #1:"U=":UD,"UP=":UPD
220 PRINT #1:"Y=":YD,"YP=":YPD
230 PRINT #1:"N-LENT=":NLENT
240 FOR I=1 TO NLENT
250 PRINT #1:
260 PRINT #1:"LENTE #":I
270 IF S=1 THEN 350
280 INPUT "D=":A(I,1)
290 INPUT "C=":A(I,2)
300 INPUT "C1=":A(I,3)
310 INPUT "INDICE=":A(I,4)
320 INPUT "ABBE=":A(I,5)
330 INPUT "P-BEND=":A(I,6)
340 INPUT "N-BEND=":A(I,7)
350 PRINT #1:"D=":A(I,1),"C=":A(I,2)
360 PRINT #1:"C1=":A(I,3),"INDICE=":A(I,4)
370 PRINT #1:"ABBE=":A(I,5),"P-BEND=":A(I,6)
380 PRINT #1:"N-BEND=":A(I,7)
390 NEXT I
400 LET Y=YD
410 LET YP=YPD
420 LET U=UD
430 LET UP=UPD
440 LET HLINV=Y*UP-YP*U
450 FOR I=1 TO NLENT
460 LET PHY=(A(I,4)-1)*A(I,2)
470 LET D=A(I,1)
480 LET Y=Y+U*D
490 LET YP=YP+UP*D
500 LET U=U-Y*PHY
510 LET UP=UP-YP*PHY
520 NEXT I
530 LET UK=U
540 LET H=-HLINV/UK
550 LET Y=YD
560 LET YP=YPD
570 LET U=UD
580 LET UP=UPD
590 DEF ENT(X)=SGN(X)*INT(ABS(X))
600 DEF TRUNC(X)=(ENT(1000*X))/1000
610 DEF RESTO(X)=INT(ABS(10000*X))-10*INT(ABS(10000*X)/10)
620 DEF REDONDEO(X)=SGN(X)*(ABS(X)+.001)
630 FOR I=1 TO NLENT
640 LET D=A(I,1)
650 LET C=A(I,2)
660 LET C1=A(I,3)
670 LET INDICE=A(I,4)
680 LET ABBE=A(I,5)
690 LET CB=A(I,6)
700 LET NBEND=A(I,7)
710 LET PHY=(INDICE-1)*C

```

```

720 LET Y=Y+U*D
730 LET YP=YP+UP*D
740 LET Q=YP/Y
750 LET V=U/Y
760 LET LCHC=-Y^2*PHY/ABBE/UK^2
770 LET TCHC=-LCHC*Q*UK
780 LET ACP=-H^2*PHY/2
790 LET PC=ACP/INDICE
800 LET TPC=-PC*UK
810 PRINT #1:
820 PRINT #1:"PHY=":PHY
830 PRINT #1:"LCHC=":LCHC
840 PRINT #1:"TCHC=":TCHC
850 PRINT #1:"TPC=":TPC
860 PRINT #1:
870 PRINT #1:TAB(2);"K";TAB(6);"TSC";TAB(12);"TCC";TAB(18);"TAC";TAB(24);"TDC"
880 LET H1=INDICE^2
890 LET H2=2*INDICE+1
900 LET H3=3*INDICE+1
910 LET H4=1+2/INDICE
920 LET H5=4+4/INDICE
930 LET H6=3+2/INDICE
940 LET H7=2+1/INDICE
950 LET H8=INDICE
960 FOR K=1 TO NBEND
970 LET SC=-Y^4*PHY*(H1*C^2-H2*C*C1-H3*C*V+H4*C1^2+H5*C1*V+H6*V^2)/2/UK^2
980 LET CCP=-H*Y^2*PHY*(H5*C1/4+H7*V-H8*C)/2
990 LET TCC=CCP-SC*Q*UK
1000 LET AC=ACP-CCP*2*Q/UK+SC*Q^2
1010 LET TDC=- (PC+3*ACP)*Q*UK+CCP*3*Q^2-SC*Q^3*UK
1020 LET TSC=-SC*UK
1030 LET TAC=-AC*UK
1040 LET RSC=RESTO(TSC)
1050 LET RCC=RESTO(TCC)
1060 LET RAC=RESTO(TAC)
1070 LET RDC=RESTO(TDC)
1080 IF RSC<5 THEN 1100
1090 LET TSC=REDONDEO(TSC)
1100 LET TSC=TRUNC(TSC)
1110 IF RCC<5 THEN 1130
1120 LET TCC=REDONDEO(TCC)
1130 LET TCC=TRUNC(TCC)
1140 IF RAC<5 THEN 1160
1150 LET TAC=REDONDEO(TAC)
1160 LET TAC=TRUNC(TAC)
1170 IF RDC<5 THEN 1190
1180 LET TDC=REDONDEO(TDC)
1190 LET TDC=TRUNC(TDC)
1200 PRINT #1:K;TAB(5);TSC;TAB(11);TCC;TAB(17);TAC;TAB(23);TDC
1210 LET C1=C1+CB
1220 NEXT K
1230 BREAK
1240 LET U=U-Y*PHY
1250 LET UP=UP-YP*PHY
1260 NEXT I
1270 IF S=1 THEN 1330
1280 INPUT "IMPRESION?":IMPRES$
1290 IF IMPRES$="NO" THEN 1330
1300 LET S=1
1310 GO TO 200
1320 CLOSE #1
1330 END

```

ginal incluye alguna superficie plana, convendrá dejarla inalterada y variar el otro radio ya que desde el punto de vista constructivo una superficie plana es ventajosa. Finalmente digamos que los espaciamentos entre lentes delgadas D deben corresponderse con las distancias entre los **planos principales** de una lente real. Para fijar ideas, en una lente de curvaturas típicas los planos principales están a 1/3 del espesor dentro de la lente (en los "bendings" correspondientes a meniscos extremos esto no es válido, pudiendo estar alguno de los planos principales incluso fuera de la lente). Finalmente, un trazado de

rayos trigonométrico exacto (cuyo programa resulta enormemente más complicado —demanda unos 5 minutos en la TI-99/4A para trazar 66 rayos a través de 3 superficies ópticas—) permite evaluar la performance real del sistema incluyendo las eventuales contribuciones de órdenes superiores.

Este programa puede resultar muy útil para el diseño de objetivos de telescopios, oculares sencillos, lentes de Barlow, etc.

El autor confía que los usuarios de calculadoras programables puedan traducir este programa del BASIC a los idiomas propios de cada calculadora, y analizar así sus

propios diseños. Probablemente la modificación más importante a introducir en el programa para adaptarlo a una calculadora programable sea la parte relativa a la impresión de datos. Por lo pronto nuestro consocio Ricardo Gil Hutton de la Subcomisión de Óptica lo tiene traducido para una TI-59, y nuestro presidente el Ing. Cristián Rusquellas para HP-41C, quienes gustosos brindarán asesoramiento a los interesados.

Lic. Alejandro Di Baja (h)

Noticiero Astronómico

A cargo de Mario Vattuone

EL EXTRAÑO ECLIPSE DE NGC 2346

La estrella central de la nebulosa planetaria NGC 2346 se está convirtiendo en un foco de mucha atención, debido a un extraño acontecimiento que ocurrió a comienzos de este año y que parece no tener antecedentes conocidos.

De por sí esta estrella es muy interesante debido a su escala temperatura superficial (unos 8.000°K). La mayoría de las nebulosas planetarias tienen estrellas centrales de muy alta temperatura (mayor de 30.000°K), lo cual a su vez es necesario para explicar la ionización del gas. En el caso de NGC 2346, se requiere una fuente adicional de energía ultravioleta. Como la estrella visible (de tipo espectral A5) no puede proporcionarla, es razonable suponer que tiene una compañera muy pequeña y de muy alta temperatura.

Astrónomos del IAFE, observando desde Cerro Tololo (Chile), lograron demostrar que, en efecto, la estrella central de NGC 2346 es una binaria espectroscópica, que muestra variaciones de velocidad radial debidas al movimiento orbital, con un período de 16 días. Este trabajo de R.H. Méndez y V.S. Nieme-la fue publicado a fines de 1981 en la revista "Astrophysical Journal".

Dadas las características del sistema (sólo se ve una estrella y la compañera es pequeña y muy caliente) no se esperaban eclipses muy notables, aún suponiendo el caso más favorable en que el observador se encuentra en el plano orbital.

Por ello fue una gran sorpresa el anuncio de L. Kohoutek, en Febrero de este año, de que la estrella central de NGC 2346 presentaba grandes variaciones de brillo (unas 2 magnitudes). El material acumulado en el IAFE indicaba sin lugar a dudas que tales variaciones no ocurrían anteriormente. Nuevas observaciones desde Cerro Tololo y el Observatorio Europeo Austral confirmaron la existencia de variaciones, y observaciones posteriores realizadas por R.H. Méndez con el telescopio Canela de nuestra Asociación confirmaron que las variaciones de luz presentan el mismo período de 16 días que se encontró estudiando las velocidades radiales. Lo más sorprendente es que los eclipses de la estrella visible no pueden ser causados por la compañera. Esto quiere decir que el causante de los mismos debe ser otro objeto, exterior al sistema, ¡el que ha comenzado a interponerse a mediados o fines de 1981!

De los estudios realizados hasta ahora en el IAFE por R.H. Méndez se desprende que el objeto ocultante debe ser una nube de polvo interestelar, de tamaño comparable al de una estrella (el radio equivale a unos 20 radios solares) y con una fuerte concentración hacia el centro. Una estimación muy grosera de la masa de este objeto es 10^{-3} masas solares, más o menos lo mismo que un asteroide pequeño.

Resulta interesante agregar que las nuevas observaciones fotométricas, obtenidas en Marzo y Abril por el astrónomo holandés R. Gathier, indican un eclipse más ancho y pro-

fundo que el hallado por Kohoutek en Enero y Febrero, lo que está de acuerdo con la idea de que la nube continuaba interponiéndose cada vez más. Se espera poder realizar nuevas observaciones a partir de Septiembre y Octubre de este año, cuando este objeto vuelva a ser visible al desplazarse la Tierra alrededor del Sol (se encuentra en AR.: 7h, Dec.: 0°, cerca de la estrella delta Monocerotis). ¿Habrá pasado ya la nube?

NOVA EN FORNAX A

En la extraña galaxia elipsoidal supergigante NGC 1316 —conocida también como Fornax A, por hallarse en dicha constelación— se ha descubierto una supernova de tipo I. El descubridor fue M. Wischnjewsky, en la Universidad de Chile, que la notó sobre una placa tomada en Noviembre 30 de 1980 por J. Maza.

Al ser descubierta, la estrella tenía una magnitud fotográfica de 14,0; para Diciembre 7 su brillo había alcanzado 12,5 y su magnitud visual llegó probablemente a 12,4 hacia Diciembre 15. Si se trata de una supernova típica de tipo I, su brillo se debilitará rápidamente durante los próximos meses. Los espectros obtenidos cerca del máximo brillo mostraron marcadas características P Cygni, o sea, fuertes líneas de emisión con otras netas de absorción desviadas al rojo, índice todo ello de una envoltura luminosa de gas en rápida expansión.

La posición de NGC 1316 —la más brillante del cúmulo de galaxias de Fornax— es: AR: 3h 20m, 7;

REVISTA ASTRONÓMICA

Dec: 1:-37° 25' (1950-0) y su imagen puede captarse fácilmente hasta con reflectores luminosos de 10 cm de abertura, con cielo diáfano, no así la supernova, que en estos momentos ha perdido luminosidad en buena medida.

LA FORMA DE LOS RESIDUOS DE NOVA

Los residuos de nova más próximos suelen presentar envolturas gaseosas que se expanden gradualmente alejándose de la estrella madre. En muchos casos este material muestra forma ovalada, lo que implica que las envolturas son elipsoidales (ensanchadas en el plano ecuatorial) u ovoidales (ensanche del diámetro polar), pero... ¿cuáles de ellas? La cuestión es importante desde que el tamaño angular y la máxima velocidad radial, así como la edad, se utilizan para estimar las distancias de las novae ordinarias.

En la Universidad de Minnesota, R.L. Fiedler y T.W. Jones han investigado este problema y concluyen que la forma de los residuos es elipsoidal y se debe a la eyección del material de la envoltura por una enana blanca en rápida rotación. Estos científicos han adoptado un modelo de nova ampliamente aceptado, en el cual una enana blanca que acrecienta 0,0001 de masa solar de material rico en hidrógeno causa un escape nuclear.

La fuga produce la explosión de nova, seguida por la eyección de una envoltura de modo uniforme en todas direcciones. Es así como se buscaron mecanismos que causaran la envoltura esférica observada. Después de considerar los efectos de posibles estrellas compañeras, campos magnéticos y discos de acrecentamiento, dichos científicos decidieron que la forma resulta de un momento extra-angular impartido al gas expelido por la enana blanca rotante que lo produce. Este exceso es máximo en el ecuador estelar y se desvanece en los polos.

Para comprobar esta conclusión, compararon su modelo con la nova DQ Herculis, una binaria muy bien estudiada que estalló en 1934. El modelo concuerda bastante bien si se supone un período de rotación del orden de minutos. Observaciones recientes sugieren que este es realmente el caso, porque la estrella muestra pequeñas variaciones de luz, aunque periódicas (71 segundos).

El informe detallado del trabajo de Fiedler y Jones apareció en el "Astrophysical Journal" de Julio 1° de 1980.

UN NUEVO CUMULO BRILLANTE DE GALAXIAS

Se ha descubierto que los cúmulos de galaxias constituyen una clase importante de fuentes de rayos X. Invirtiendo el procedimiento usual, M. Johnston y sus colaboradores del Instituto de Tecnología de Massachusetts y el Observatorio Astrofísico Smithsoniano descubrieron que algunas fuentes de rayos X aún no identificadas con ninguna contrapartida óptica, podrían ser cúmulos de galaxias.

Al examinar el "Atlas Celeste" del Observatorio de Palomar y fotografías del reconocimiento del E.S.O. (Observatorio Europeo del Sur), los citados científicos hallaron un cúmulo de galaxias en la ubicación de la fuente de rayos X 4U 1708-23. El cúmulo de galaxias, situado en Ofiuco, queda en AR 17h 09,4 m, Decl.-23° 17' (1950-0), y su posición coincide con la radiofuente catalogada como MSH 17-203.

Aunque ubicado a sólo unos 10 grados del centro galáctico, el cúmulo está situado en una "ventana" del polvo oscurecedor que llena el plano de la Vía Láctea y que ocasiona un bloqueo de una o dos magnitudes. La parte más densa del cúmulo tiene unas 100 veces más galaxias que en regiones similares situadas fuera del sistema, y su diámetro angular es de unos 6 minutos.

En el centro del cúmulo existe una galaxia que parece ser una elíptica gigante de tipo D. Espectros tomados con el reflector de 5 m de Palomar y el de 3 m de Lick muestran un corrimiento al rojo (z) de 0,03, aproximadamente igual al del cúmulo de galaxias de Coma, corrimiento que corresponde a una distancia de 170 megaparsecs con un tamaño lineal para el cúmulo, de 200 kiloparsecs, si se toma como valor del parámetro de Hubble 50 km/seg. por megaparsec. Así, el cúmulo de Ofiuco viene a ser el grupo de galaxias más próximo que se conozca, dominado por una única galaxia maciza. Se piensa que estos sistemas de tipo D son evolutivamente avanzados, con la galaxia central crecida en tamaño, masa y luminosidad, tras haber devorado una cantidad de otras galaxias próximas a ella.

Los rayos X que condujeron a este descubrimiento provienen de gas intergaláctico caliente (10.000.000 de grados Kelvin) atrapado por el campo gravitatorio del cúmulo. Parte de este gas tiene que

haber sufrido procesos nucleares en los núcleos de las estrellas, porque el espectro de rayos X contiene rayas de emisión del hierro. Tras haber sido eyectado de las estrellas, el gas puede haber sido "arrancado" de las galaxias miembros durante el paso de las mismas a través de las regiones interiores densas del cúmulo.

El gran tamaño angular y el elevado brillo superficial en la región de rayos X del espectro que presenta el cúmulo de Ofiuco abren una cantidad de interesantes posibilidades. La espectroscopia de rayos X resuelta espacialmente, podría permitir a los astrónomos graficar las abundancias de diversos elementos en el cúmulo. Junto con estudios detallados de la temperatura de su gas, esto podría darnos algún indicio del origen de ese gas, de su historia dinámica y la del cúmulo en conjuntos. En el número de Mayo 1 de 1981 del "Astrophysical Journal" se dan mayores detalles sobre este trabajo.

SE ENSANCHA EL UNIVERSO OBSERVABLE

Los mayores corrimientos al rojo hasta hoy observados han sido medidos por H. Spinrad y sus colegas en la Universidad de California en Berkeley y el Observatorio Nacional de Kitt Peak. Unas tenues galaxias asociadas con las radiofuentes 3C 427,1 y 3C 13 fueron investigadas con el reflector de 3 m del Observatorio Lick y el de 4 m del Observatorio de Kitt Peak. Estudios espectroscópicos con exposiciones de hasta 40 horas, detallados en el "Astrophysical Journal" de Marzo 1981, han revelado que las contrapartidas ópticas de las radiofuentes citadas más arriba presentan corrimientos al rojo con $z = 1,175$ y $1,050$ respectivamente. (La cantidad z representa el corrimiento de onda de una raya espectral, dividido por su longitud de onda de reposo). Si se supone un valor de 50 km/seg por megaparsec para el parámetro de Hubble, estos corrimientos al rojo implican una distancia de 10^{10} A.L. para ambos objetos.

La distribución de luz en los espectros de estas galaxias es notablemente "normal", considerando su alejamiento de nosotros tanto en espacio como en tiempo. Los espectros observados parecen ser sólo ligeramente más azules que los de las galaxias elípticas gigantes próximas a nosotros. En realidad, los espectros concuerdan con los de galaxias cuyo último estallido de formación estelar se produjo 6×10^9 años antes que la luz comenzara su larga

jornada hasta nosotros. Luego, estas galaxias deberian tener por lo bajo una edad de dieciséis mil millones de años, un nuevo limite inferior para la edad del Universo.

Entonces ¿cuánto debemos mirar hacia atrás (o hacia afuera) para ver fenómenos evolutivos realmente significativos? Los investigadores citados sugieren que a corrimientos al rojo mayores de $z = 1,5$ aprox., las galaxias elípticas gigantes se verán azules, en lugar de su familiar tono rojo. Estaremos viéndolas en su juventud, cuando la radiación de onda corta de sus estrellas dominaba en su luz. Dichas estrellas cesaron de brillar mucho antes del nacimiento del Sistema Solar.

¿TIENEN PLANETAS LAS ESTRELLAS PROXIMAS AL SISTEMA SOLAR?

Se conocen aproximadamente unas 100 estrellas dentro de una distancia de 20 A.L. del Sol. Esos "vecinos" cósmicos también incluyen un puñado de conocidas luminarias como Sirio, Prócyon y Altair, conjuntamente con las débiles y fugitivas estrellas de Barnard y Kapteyn. También encontramos entre ellas a la clásica binaria telescópica Kruger 60, frecuentemente reproducida en las cosmografías y textos de astronomía.

La mayor parte de las restantes son enanas rojas solitarias, demasiado débiles para ser captadas a simple vista. ¿Cómo sabemos que una estrella está cercana? Pues, por la determinación de su paralaje anual. Cualquier estrella que se encuentre a menos de 20 A.L. de distancia mostrará una oscilación anual mayor de $0,3''$ contra las estrellas del fondo, como resultado del movimiento de la Tierra en torno del Sol. Dicho desplazamiento se mide fácilmente sobre las placas astrométricas tomadas con refractores de alta relación focal, como el instrumento de 24 pulgadas (61cm) de abertura y $f:18$ del Observatorio Sproul en Swarthmore, Pennsylvania.

El trabajo principal en el Observatorio Sproul ha sido, por más de cuarenta años, la toma y subsiguiente medición de millares de placas astrométricas, con el fin de perfeccionar las determinaciones de paralaje de las estrellas cercanas. Esta técnica proporciona directamente las distancias estelares y es por ello una de las piedras angulares de las modernas ideas acerca de la escala

del universo. Una derivación tentadora de esto es la posibilidad de detectar planetas de esas mismas estrellas.

Considérese por ejemplo cómo aparecería nuestro Sistema Solar a seres de otro sistema planetario situado, supongamos, a 15 A.L. de distancia. El Sol luciría como una estrella de cuarta magnitud y su brillo sobrepasaría a los de Júpiter y Saturno en más de 20 magnitudes (o sea 10^8 veces más brillante). A su vez Júpiter quedaría siempre dentro de $0,8''$ de distancia angular respecto del Sol y Saturno a no más de $1,5''$.

Si los astrónomos de ese sistema ajeno tuvieran un telescopio astrométrico, luego de muchos años de observación podrían notar algo curioso respecto de la imagen del Sol sobre sus placas. Después de deducir la paralaje causada por el movimiento de su propio planeta y de sustraer el movimiento propio del Sol en el espacio, tarde o temprano encontrarían al Sol a $0'',001$ a un lado de su posición normal. Aproximadamente unos tres años más tarde el Sol se hallaría de nuevo "en su lugar", pero luego de otros tres años, su imagen se habría corrido $0'',001$ hacia el lado opuesto. De este ciclo de doce años del Sol, los astrónomos de aquel lejano planeta estarían en condiciones de deducir la existencia de Júpiter, aún considerando que la masa del citado planeta es sólo $0,00095$ la del Sol, y su gravedad correspondientemente débil. Lo mismo le sucederá a un astrónomo terrestre que observe continuamente una estrella con un planeta orbitando en su derredor.

Entre las estrellas que han sido intensamente estudiadas de esta manera en el Observatorio Sproul figuran tres débiles enanas rojas: la estrella Wolf 294 de m. 10 en Gemini; Groombridge 1618 de m. 7 en Ursa Major y Ross 128 de m. 11 en Virgo. Sus distancias son, respectivamente, 19,1, 15,4 y 10,7 A.L. Todas ellas son de masa inferior al Sol, facilitando la tarea de detección en cierta manera.

Sin embargo estas estrellas presentan una sorprendente estabilidad de posición luego que se deducen la paralaje, el movimiento propio y los efectos instrumentales. Durante 40 años ninguna de ellas se ha apartado de la posición esperada en más de un micrón en las placas fotográficas del Observatorio Sproul, lo que corresponde a $0'',02$ de arco en el firmamento. Ninguna oscilación reveladora aparece en la dispersión fortuita de puntos de información, ca-

da uno de los cuales es el promedio de datos obtenidos a partir de muchas placas diferentes obtenidas en el curso de un año o dos. El error probable de esas "medias anuales" es del orden de $0,2$ ó $0,3$ micrones, o sea, $0'',005$ de arco.

Al informar sobre este estudio en el "Astrophysical Journal", John L. Hershel, Elliot R. Borgman y Michael D. Worth, deducen varias conclusiones. Si Wolf 294, Groombridge 1618 o Ross 128 poseyeran un planeta de una o varias masas jovianas orbitando en un periodo de unas pocas décadas, dicho cuerpo **habría sido detectado** por las placas de Sproul. Por el contrario, estas estrellas no parecen tener ningún planeta de gran masa, aunque nada excluye la posibilidad de planetas tipo Tierra orbitando más próximos a ellas.

En la masa de datos, los astrónomos encuentran también seguridad acerca de la estabilidad a largo plazo del refractor de Sproul. La única anomalía sistemática clara aparece en placas tomadas entre 1941 y 1949. En 1941, el objetivo de 61 cm (24 pulg.) fue retirado de su celda y vuelto a colocar. En 1949, la vieja celda de aluminio fue reemplazada por una nueva hecha de hierro fundido de grano fino. Estas perturbaciones introdujeron un sutil corrimiento de 1 ó 2 micrones en las posiciones de las estrellas rojas, cuando estas eran medidas respecto de las estrellas de fondo más azules, una manera que no podría derivar del procedimiento usual para reducir mediciones de placas. Corrimientos sistemáticos semejantes han sido notados en placas de otras estrellas tomadas en Sproul entre las citadas fechas.

Hershey, Borgman y Wolf hacen notar que la evidencia en pro o en contra de planetas en torno de las estrellas cercanas habría podido recibir ulterior refuerzo si al menos **uno** de los demás observatorios hubiera emprendido un continuado e intenso patrullaje paralelamente a la tarea del Observatorio Sproul y lamentan que ello no haya sucedido. Es este un campo donde el equipo o las técnicas refinadas **no** llevarán a ningún nuevo descubrimiento súbito. Deben transcurrir varias décadas antes que un planeta invisible se revele a sí mismo en los datos acumulados.

Los astrónomos citados hacen notar que "aún si una nueva instrumentación puede trabajar con la precisión de un milisegundo de arco, no puede en cambio acelerar el paso del tiempo".