

BOLETIN
DE LA
ASOCIACION
ARGENTINA
DE
ASTRONOMIA

Nº. 35

1989

**BOLETIN
DE LA
ASOCIACION
ARGENTINA
DE
ASTRONOMIA**

N° 35

1989

**ASOCIACION ARGENTINA
DE ASTRONOMIA**

**Personería Jurídica 11.811
Provincia de Buenos Aires**

PRESIDENTE

Dr. Juan J. Claría

VICE PRESIDENTE

Dr. Hugo Levato

SECRETARIO

Dr. Emilio Lapasset

TESORERO

Lic. Raúl Perdomo

VOCAL PRIMERO

Dra. Estela Brandi

VOCAL SEGUNDO

Sr. Juan G. Sanguin

VOCAL SUPLENTE

Lic. Mónica Villada

**BOLETIN DE LA ASOCIACION
ARGENTINA DE ASTRONOMIA
Nº 35**

Editor
Juan J. Clariá

Dirección
Observatorio Astronómico
Laprida 854 - 5000 Córdoba
ARGENTINA
Telex 51-822 BUCOR, Obs. Astr.

Secretaria Editorial
Silvia Galliani de Picó

Complejo Astronómico El Leoncito
Santa Fé 198 (O)
Casilla de Correo 467
5400 San Juan
ARGENTINA
Telex 59134 entop-AR

Publicado con ayuda económica del Consejo Nacional de Investigaciones
Científicas y Técnicas (CONICET) de Argentina

INDICE GENERAL

Prefacio		3
Dr. Enrique Gaviola	A. Maiztegui	7
Gas molecular en cuatro galaxias espirales barreadas australes	E. Bajaja	13
Astronomía en las catacumbas: estrellas con peculiaridades espectrales como miembros de cúmulos abiertos	A. Feinstein	43
El grupo de binarias del Observatorio de Cór doba	R.F. Sisteró	66
Astrometría en el OAFa - Rotación de la Tie- rra	W.T. Manrique	79
El Complejo Astronómico El Leoncito	H. Levato	103
Implicaciones de las observaciones modernas en la teoría de las fulguraciones solares	C. Mandrini y M. Machado	125
Indice de Autores		168

AUTHOR'S INDEX

Preface		5
Dr. Enrique Gaviola	A. Maiztegui	7
Molecular gas in four southern barred spiral galaxies	E. Bajaja	13
Astronomy in the catacombs: stars with spectral peculiarities as members of open clusters	A. Feinstein	43
The working group on binary stars of the Córdoba Observatory	R.F. Sisteró	66
Astrometry at OAFSA. Earth rotation.	W.T. Manrique	79
Complejo Astronómico El Leoncito	H. Levato	103
Implications of modern observations on solar flare theory	C. Mandrini and M. Machado	125
Author's Index		169

PREFACIO

Si continuáramos con la tradición de publicar en los Boletines de nuestra Asociación los trabajos presentados en las correspondientes reuniones anuales, el presente volumen, editado a la memoria del Dr. Enrique Gaviola, debería incluir las contribuciones correspondientes a la Reunión N° 35 de la Asociación Argentina de Astronomía, prevista originalmente para ser realizada en la ciudad de San Juan en septiembre de 1989. Dicha reunión, sin embargo, fue postergada para septiembre de 1990 debido a la realización de la VII. Reunión Regional Latinoamericana de Astronomía, llevada a cabo en Gramado (Brasil) en octubre de 1989.

Nos encontramos así frente a la disyuntiva de postergar por un año la edición del Boletín N° 35, o bien publicar una edición especial correspondiente al año 1989 y abandonar de ahora en adelante la tradicional correspondencia entre la numeración del Boletín y el número de la Reunión Anual. Luego de una prolongada discusión sobre el tema, la Comisión Directiva de la Asociación decidió optar por esta segunda alternativa.

El presente ejemplar incluye contribuciones especiales de destacados miembros de nuestra Asociación pertenecientes a las distintas instituciones argentinas en las cuales se desarrollan investigaciones en Astronomía. Puesto que el presente volumen ha sido editado a la memoria del Dr. Enrique Gaviola, nos pareció oportuno invitar al Dr. Alberto P. Maiztegui a redactar una semblanza del destacado físico recientemente desaparecido.

Por los Observatorios de Córdoba, La Plata y Félix Aguilar (San Juan) fueron invitados a contribuir al presente Boletín los Dres. Roberto F. Sisteró, Alejandro Feinstein y el Agr. Walter Manrique, respectivamente. El Dr. Hugo Levato, actual Director del Complejo Astronómico El Leoncito (CASLEO), ha aportado un minucioso informe relacionado con la institución a su cargo, en tanto que el Dr. Esteban

Bajaja ha sido invitado a contribuir como representante del Instituto Argentino de Radioastronomía (IAR). Finalmente, el presente Boletín incluye una contribución conjunta de los Dres. Marcos Machado (Comisión Nacional de Investigaciones Espaciales) y Cristina Mandrini (Instituto de Astronomía y Física del Espacio).

Resulta oportuno destacar la intención de la actual Comisión Directiva de la Asociación de incluir en el presente Boletín los resúmenes, en español e inglés, de todos los trabajos presentados por astrónomos argentinos en la VII. Reunión Regional Latinoamericana de Astronomía realizada en Gramado (Brasil) en Octubre de 1989. Lamentablemente, este deseo no pudo concretarse debido a la escasa colaboración brindada por parte de los autores, salvo honrosas excepciones, quienes no hicieron llegar al Editor los mencionados resúmenes.

Nos es particularmente grato expresar nuestro agradecimiento al CASLEO y en especial a su Director, Dr. Hugo Levato, por la colaboración prestada en personal y equipos. Extendemos nuestro agradecimiento al CONICET por su valiosa contribución a la financiación del presente ejemplar. Agradecemos también a la Dra. Stella Malaroda y a la Sra. Silvia Galliani de Picó, por los cuidadosos trabajos de tipeado, corrección y diagramado de los manuscritos.

Juan J. Clariá
Editor

PREFACE

If we continue our tradition of publishing in the Bulletins of our Association the papers presented at the respective annual meetings, the present issue, edited in memory of Dr. Enrique Gaviola, should include the contributions to Meeting No 35 of the Argentinian Astronomical Association, originally planned to take place at San Juan in September 1989. This meeting was postponed till September 1990 due to the sixth Regional Latin-American Astronomical Meeting which took place at Gramado (Brasil) in October 1989.

Thus we faced the dilemma of either postponing the edition of the Bulletin No 35 for a year, or publishing a special issue for 1989, abandoning from now on the accordance of the Bulletin number with those of the Annual Meetings. After a lengthy discussion, the Committee of the Association opted for this second alternative.

The present issue includes special contributions of outstanding members of our Association from various argentinian institutions where research in Astronomy is carried out. As the present volume is edited in memory of Dr. Enrique Gaviola, we found it pertinent to invite Dr. Alberto P. Maiztegui to draw up an image of this outstanding physicist recently deceased.

From the observatories of Córdoba, La Plata, and Félix Aguilar (San Juan) were invited to contribute to the present Bulletin Drs. Roberto F. Sisteró, Alejandro Feinstein, and Agr. Walter Manrique, respectively. Dr. Hugo Levato, the actual Director of the Complejo Astronómico El Leoncito (CASLEO), has contributed a detailed information on the institution he is in charge of, and Dr. Esteban Bajaja has been invited to furnish an article, as he represents the Argentinian Institute of Radio Astronomy. Finally, the present Bulletin includes a joint paper by Drs. Marcos Machado (National Space Research Commission) and Cristina Mandrini (Astronomy and Space Physics Institute).

It is appropriate to point out the intention of the actual Board of Directors of the Association to include in this Bulletin the abstracts, in spanish and english, of all the papers presented by argentinian astronomers at the sixth Regional Latin-American Astronomical Meeting held at Gramado (Brasil) in october 1989. Unfortunately, this intention could not be carried out, due to the scarce colaboration of the authors, who, save honourable exceptions, did not send in these abstracts.

We are specially pleased to express our thanks to CASLEO and above all, to its Director Dr. Hugo Levato for the collaboration, personally and as teamwork. We extend our gratitude to the CONICET for their valuable contribution to the financing of the present issue. We also thank Miss Stella Malaroda and Miss Silvia Galliani de Picó for their careful typing and diagramming of the manuscripts.

Juan J. Clariá
The Editor



DR. ENRIQUE GAVIOLA
31 de agosto de 1900 - 7 de agosto 1990

Dr. Enrique Gaviola (31-VIII-1900/7-VIII-1990)

El 7 de Agosto de 1990 murió Enrique Gaviola, uno de los científicos argentinos que, sin la menor duda, más contribuyó a la ciencia argentina, particularmente a la Física y a la Astronomía.

La formación científica es llamativa: primero se recibió de Agrimensor en la Universidad Nacional de La Plata, a pesar de que él ya estaba decidido a ser físico; aunque mejor sería decir "porque" quería ser físico, pues había planeado estudiar en Alemania: con su título y su trabajo como agrimensor, reunió el dinero necesario, pues no existía entonces el sistema de becas, ni internas y menos externas.

Su libreta de estudiante tiene, entre otras, las firmas de Planck, Sommerfeld, Einstein, Wien... El Dr. Martín Capelleti, también de La Plata, que estudió en Alemania en aquella época, nos contó a quienes trabajábamos con él en el Servicio Meteorológico Nacional, una anécdota sobre Einstein y Gaviola, en una ocasión en la que Einstein dijo, poco más o menos, que "si la Argentina tuviese varios jóvenes como Gaviola..." y terminó la frase inconclusa con un gesto admirativo.

Durante sus años de físico joven estuvo en Alemania y en Estados Unidos, donde realizó trabajos de excelente nivel. En los primeros años de la década de 1930 regresó a la Argentina. ¿Por qué, cuando su producción prometía tanto, vino a un lugar donde la investigación científica era, en el mejor de los casos, incipiente? A mi juicio, la respuesta debe de andar muy cerca de un propósito de promover el desarrollo de la ciencia en su propio país: es la única que encaja en su actividad posterior. El azar lo llevó en 1937 al Observatorio Astronómico de Córdoba, pues él no era astrónomo; o tal vez no fue el azar sino él mismo quien buscó ese destino, porque el observatorio era una de las pocas instituciones argentinas donde se realizaba

investigación científica, y la eligió como centro apropiado para desarrollarla vigorosamente. Por cierto, eligió bien. En aquel momento, Juan José Nissen, excelente astrónomo, era el primer argentino en dirigir la institución, después de más de medio siglo de su creación.

El 24 de Julio de 1940, Gaviola se hizo cargo de la dirección, y desde ella desarrolló con hechos una verdadera política científica particularmente en el ámbito de la Física, más que en el de la Astronomía, aunque sus trabajos de óptica de grandes telescopios fueron descollantes.

Hacia 1910 Charles Dillon Perrine, astrónomo estadounidense y en esa época Director del Observatorio, resolvió orientarlo hacia la Astrofísica e inició la construcción de la Estación Astrofísica de Bosque Alegre. La figuración del espejo tuvo grandes vicisitudes, y el óptico que en Estados Unidos intentaba darle la forma a su superficie, no lo había logrado. Gaviola, en representación del Observatorio llegó para recibir el espejo de conformidad, pero advirtió que el trabajo no era aceptable. Y no sólo detectó las fallas: además indicó al experto cómo subsanarlas. Este fue el origen del "método de la cáustica" para controlar la forma de grandes espejos como el de Bosque Alegre, de 154 cm de diámetro. Aquí no se puede pasar por alto el nombre de Ricardo Platzeck, formado en Óptica a su lado.

En "Evolución de las Ciencias en la República Argentina (1923-1972)" de la Sociedad Científica Argentina, Luis Milone astrónomo de Córdoba, dice: "En 1939 aparece publicado en el Journal of the Optical Society of America el procedimiento original de Enrique Gaviola y Ricardo Platzeck para controlar superficies ópticas. Conocido como el "método de la cáustica", permite la obtención de una precisión extraordinaria; en todo el mundo ha pasado a ser standard en el control de toda superficie óptica de grandes dimensiones.

Aunque ahora el método haya sido superado, vale la pena que

los jóvenes argentinos conozcan (y los mayores recuerden) contribuciones científicas argentinas de primerísima línea a la ciencia mundial, de las cuales el método de la cáustica es sólo una de ellas.

También vale la pena observar que el telescopio de Bosque Alegre fue iniciado hacia 1910 e inaugurado en 1942; que El Leoncito se inició hacia 1960 y se inauguró en 1985; y que el Observatorio de Córdoba se empezó a construir en 1869 y Sarmiento lo inauguró en 1871, con un discurso admirable que constituyó una definición de política científica concretada en hechos.

Desde el punto de vista científico (posición jamás dejada un lado por Gaviola) la inauguración de la Estación Astrofísica de Bosque Alegre, el 2 de julio de 1942, fue aprovechada para realizar el "Pequeño Congreso de Astronomía y Física" en el edificio del Observatorio en la ciudad de Córdoba, los días 4 y 5 de julio. Gaviola siempre consideró (con algo de razón por sus intenciones, pero sin eco entre los físicos) que esa fue la reunión Nº 1 de la Asociación Física Argentina. La negativa es razonable porque la AFA se creó dos años más tarde; pero es cierto que el origen de la asociación está ligado al precursor "Pequeño Congreso" de Córdoba. La Asociación Física Argentina, fundada en La Plata en 1944, es otro de los sueños realizados de Gaviola, logrado con la colaboración de muchos.

La observación de la realidad científica argentina y su consagración a promover la investigación movieron a Gaviola a producir hechos que por su propio peso constituyeron actos concretos de política científica; entre ellos podemos mencionar: promover el acercamiento de jóvenes científicos extranjeros de primer nivel para elevar el nuestro. Así fue como incorporó al personal del Observatorio a Guido Beck; y así se había logrado la aceptación de Werner Heisenberg para venir a la Argentina; crear un ámbito para la intercomunicación de los físicos (e inicialmente también de los astrónomos), función esencial de una institución como la AFA. Todo lo hizo mediante una

acción incansable, sin resolución o decreto oficial, apoyado tan sólo en su condición de Director del Observatorio de Córdoba, y "hablando con la gente".

Y otro de sus sueños en esa fructífera década del 40 fue crear una escuela de Física sobre la base del Observatorio. En ese entonces no lo pudo realizar: un desacuerdo con algún funcionario del Ministerio de Justicia e Instrucción Pública (del cual dependía el Observatorio) le indujo a presentar su renuncia a la Dirección, en los primeros meses de 1947. Yo sospecho que él la presentó para forzar a su favor la diferencia aludida, creyendo que no le sería aceptada. Gaviola sabía de la importancia y trascendencia de sus acciones como parte de una política científica sin declaraciones pero concretada en hechos; quien no lo sabía era el ministro (cuyo nombre no recuerdo) que le aceptó la renuncia.

Gaviola nunca se repuso de ese golpe: algo para mí extraño, pensando en su inteligencia brillantísima, en su carácter fuerte, en su devoción por la ciencia. Tal vez los argentinos no lo comprendimos suficientemente, o no lo supimos apoyar en su posterior vida académica.

Después de alejarse del Observatorio, Gaviola hizo un intento para el acercamiento entre la ciencia y la industria (problema aún actual) y trabajó unos años en la cristalería Rigolleau, en Buenos Aires. Posteriormente fue profesor en las Universidades de San Juan, de Tucumán y en Buenos Aires estuvo un tiempo en la Facultad de Ciencias Exactas y Naturales y otro en la de Ingeniería. En 1954 la Comisión de Energía Atómica le encargó la organización del futuro Instituto de Física de Bariloche, pero no llegó a un acuerdo con las autoridades. En todas partes tuvo problemas que nos inquietaban a quienes lo queríamos y respetábamos. Su carácter no le ayudaba en sus relaciones humanas: honesto a todo trance (honesto material y espiritualmente) sobre una base verdadera solía elaborar conclusiones no

siempre verdaderas, a veces arbitrarias, que lo llevaban a chocar con los demás. Y como Gaviola, cuando llegaba a una conclusión era absolutamente incommovible, se producía la ruptura. En 1956 volvió al Observatorio e inmediatamente propuso a la Universidad Nacional, a la que el Observatorio pertenecía desde 1954, la creación del Instituto de Matemática, Astronomía y Física, iniciativa inmediatamente apoyada por el Rector Jorge Núñez y aprobada el 15 de noviembre de 1956.

Sin embargo, la mala fortuna de Gaviola o su carácter rígido, hicieron que un enfrentamiento con el Rector concluyera con su separación del cargo de Director del Observatorio Astronómico y del IMAF, y ni siquiera alcanzó a inaugurar el curso en 1957.

Años más tarde, en 1962, fue llamado por Balseiro (uno de aquellos jóvenes físicos que Gaviola acercó al Observatorio en la década del 40) como profesor en el Instituto de Física de Bariloche, donde se lo acogió con afecto y un respeto que, sin duda, llenaron de serenidad sus últimos años de vida científica y docente. Finalmente dejó su casa de Bariloche, construida por él, con un hermoso jardín a la vista del Lago Nahuel Huapi, primorosamente cuidado por sus propias manos, y fue a vivir a Mendoza, donde había nacido el 31 de agosto de 1900.

En la reunión de la Asociación Física Argentina en La Plata en 1979, el Doctor Mario Mariscotti, científico interesado en la historia de la Física en la Argentina, como conferencista invitado dedicó su conferencia a la figura de Enrique Gaviola, hecho único en las reuniones de la AFA. Mariscotti hizo una descripción valiosa de este hombre excepcional, generoso con los jóvenes, científico creativo, dirigente lúcido, de personalidad con facetas extrañamente contrapuestas como sus arbitrariedades y su racional consagración a sus tareas. Dejando a un lado matices y el temor de errar, puede decirse que antes de Gaviola no existía en la Argentina una producción continua de trabajos de investigación en Física. Después de él, sí. Gaviola fue un transformador de la Física de nuestro país. Si se hubiera quedado en

Alemania o Estados Unidos, estoy seguro que habria brillado como físico de primera línea. Entre nosotros su figura es la de un precursor que hizo un trabajo admirable y fructífero. Sin él, los científicos y los estudiantes de hoy no tendríamos lo que tenemos. Que será poco; pero valioso, para nosotros y principalmente para el país.

Alberto P. Maiztegui

**GAS MOLECULAR EN CUATRO GALAXIAS ESPIRALES BARREADAS
AUSTRALES**

MOLECULAR GAS IN FOUR SOUTHERN BARRED SPIRAL GALAXIES

E. Bajaja

Instituto Argentino de Radioastronomía

RESUMEN: Se presentan los resultados obtenidos en la observación de cuatro galaxias espirales barreadas australes, NGC 613, NGC 1313, NGC 1566 y NGC 2442, con el SEST en la línea $^{12}\text{CO}(1-0)$. Las detecciones obtenidas han permitido confeccionar, para tres de las galaxias, mapas de la distribución de densidad superficial del gas molecular y del campo de velocidad. De este último se pudo derivar también la curva de rotación y la velocidad sistemática para cada una de ellas, así como las masas de gas y cinemática haciendo uso de los diagramas de posición-velocidad y de los perfiles globales. Sólo en el caso de NGC 1313 las detecciones fueron marginales impidiendo la confección de dichos mapas.

ABSTRACT: The results of the observations of four southern barred spiral galaxies, NGC 613, NGC 1313, NGC 1566 and NGC 2442, with the SEST, in the $^{12}\text{CO}(1-0)$ line, are presented. Mapping has been possible for three of the galaxies allowing the determination, for each of them, of the molecular surface density distribution and the velocity field, and, from this, the rotation curve and the systemic velocity. Other parameters like the gas mass and kinematical total mass, were also possible to determine from the position-velocity diagrams and the

global profiles. Only in the case of NGC 1313 the detections were marginal so no mapping was possible.

1. INTRODUCTION

The study of galaxies requires the knowledge of the parameters that define the physical conditions of each of their constituents. Basically, galaxies consist of three main components: stars, dust and gas, the last two being part of the interstellar medium (ISM). Stars are formed out of the ISM and this receives back part of it after being processed by the stars. There is, in consequence, a continuous physical and chemical interaction between both, stars and ISM, which makes of their compositions, distributions and kinematics, time dependent variables. The knowledge of these parameters then is the first necessary step for the study of the evolution of the galaxy as a whole.

The simplest way of learning about this evolution would be to study a sample of galaxies of the same type and different ages (i.e., at different distances). This is not directly possible, however, because of the difficulty in determining that two galaxies of different ages had identical initial conditions at the time of formation. The study of the evolution, anyway, requires modelling with the assumption of the initial conditions for every particular galaxy and, of course, a good knowledge of the processes of star formation and evolution for deriving the mass function of the formed stars and the physical and chemical interaction with the ISM along the whole existence of the stars.

The main components then, participating in this evolutionary process, are the hydrogen, the stars, and the products of the star burning returning to the ISM. The hydrogen is mostly present in three forms: as atomic, HI, molecular, H₂, and ionized, HII. The relative distribution of each of these three components on the galaxy is the

result of the interactions mentioned above during the immediate past. The distribution of the three components put together, must represent the integration of the processes of star formation and interactions through the evolutionary history of the galaxy. These are two different aspects of the study of the galaxy. The first permits to understand the "present" state. The second the history. In any case, the knowledge of the distribution and kinematics of the three gaseous components is fundamental for both types of studies.

The HI can be traced very easily through the detection of its hyperfine transition at $\lambda 21$ cm. Large efforts have been put observing this line on galaxies. In the northern hemisphere synthesis telescopes like the Westerbork Synthesis Radio Telescope (WSRT) and the Very Large Array (VLA) have been very productive and useful for mapping the HI with high angular resolutions (seconds of arc). From these maps a much better knowledge of the characteristics of this gas component has been gained, providing reliable information about the HI distributions, the velocity fields, the rotation curves, the streaming motions and their relationships with the other components (stars and dust).

In the southern hemisphere, there have been also many observations of HI in galaxies but, unfortunately, there has been not, till now, any synthesis telescope for this line. In consequence, for most of the spectacular southern galaxies, with the exception of the Magellanic Clouds, there are not yet high angular resolution HI maps, only global velocity profiles or, at most, for the largest ones, mappings based on a few grid points. Nevertheless, these observations provided useful information about the amount of gas, its mean velocity and the highest relative projected velocity (through the velocity width of the profile). Even a hint about the distribution of the HI on the galactic plane may be obtained from the shape of the velocity profile.

The HII is also easily detectable through the radio

continuum originated in the free-free transitions of the electrons in that medium and optically through the H α emission. With H $_2$ the situation is quite different. H $_2$ has no lines in the radio range. Radioastronomically it has to be detected indirectly through a related emitter. One of the components of the ISM that can be related to the H $_2$ is the CO molecule which has transitions between rotational levels in the millimeter range. Only in recent years, however, the technology reached the possibility of constructing radiotelescopes for millimeter waves with low noise receivers and dishes large enough to be able to detect the emission of the interstellar molecules that radiate at those wavelengths. The sizes of these telescopes are from 10 to 45 m and the rms deviations from the ideal parabolic surface are less than 100 μ m.

The ^{12}CO molecule (we shall refer to it sometimes simply with CO) is abundant in the ISM and the detection of its $1 \rightarrow 0$ transition at $\lambda 2.6$ mm is relatively easy with the new radiotelescopes. With the mentioned telescope sizes the angular resolutions, at $\lambda 2.6$ mm, are 230" to 10". These resolutions are sufficient to resolve, on many nearby galaxies, features like the arms, the bars and, eventually, the nuclear regions. These resolutions are also comparable to those attainable with synthesis radiotelescopes at the HI $\lambda 21$ cm line so the mass and velocity distribution for both forms of hydrogen can be directly compared, provided that the H $_2$ can be derived from the CO.

In the southern hemisphere, the Swedish-ESO Submillimeter Telescope (SEST), installed in the ESO Observatory at La Silla (Chile), is a 15 m telescope with a beam of 43" at the 2.6 mm wavelength of the $^{12}\text{CO}(1-0)$ transition. This beam is small enough to resolve the nearest galaxies (diameters larger than about 6'). With this telescope it is possible now to obtain high angular resolution CO maps of southern galaxies before any HI map of similar resolution is available. This will happen, however, in the near future when the

Australian Telescope starts to operate with a spectrometer. It will be possible then to compare both data.

The observation of southern galaxies with the SEST was started in 1988. A group of spiral galaxies were selected by several members of the Max-Planck-Institut für Radioastronomie (MPIfR) in Bonn (FRA)¹ (including the author, at that time on leave at that Institute) for their observation in the $^{12}\text{CO}(1-0)$ line. The selection rules were the following. First, we wanted to map the galaxies in this line, so the probability of detection should be high. The best candidates are those where star formation is going on. This means that the galaxies should show dust, H α emission, blue stars, IR, etc. Second, the angular sizes should be large enough to be able to resolve the main features (arms, bar, etc.) and, at the same time, small enough for keeping the observation time within reasonable limits. In addition, the inclination angles of the selected galaxies should be neither so low as to lose details of the velocity field nor so high as to lose details of the arms, and the declinations should be adequate for the SEST.

From the selected galaxies we have already observed NGC 613, NGC 1313, NGC 1566 and NGC 2442. These turned out to be all barred spirals of different types, which is consistent with the first condition since the bar, being a source of dynamical perturbations is also a source of shock waves which may trigger the process of star formation. For all the observed galaxies, single dish HI line observations are available and three have been observed in the radio continuum, at 843 MHz, with the Molonglo Observatory Synthesis Telescope (MOST) (Australia). These continuum observations were made with an angular resolution of 43" which happen to be the same as the resolution of the SEST at λ 2.6 mm, a very convenient coincidence.

¹ The following members of the MPIfR participated in this project: J. Harnett, E. Hummel, H.-P. Reuter and R. Wielebinski.

The fact that these galaxies are barred spirals adds interest to these observations. In spite of the fact that 43% of the galaxies catalogued by de Vaucouleurs et al. (1976) (BGCII) are of SB type and 31% SAB, the barred spirals are much less understood than the normal spirals. The reason for this is that the nearest barred are farther than the nearest normals and the best exemplars of barred galaxies are visible only from the southern hemisphere. In consequence the results of these observations may turn out to be important for the study of this particular type of galaxies. Furthermore there is in general little HI emission from the bar itself and it is there where it is important to know the distribution and the velocity field of the gas in order to compare them with the models. These models predict the occurrence of shocks due to the relative motions of the gas with respect to the bar boundaries. At least the dust lanes are consistent with those predictions. A problem, anyway, that has to be faced when dealing with bars is the fact that the presence of non-circular motions on them makes it difficult to determine the rotation curve and the local mass distribution.

We report here the basic results of the observations of the four mentioned barred spiral galaxies with the SEST in the $\lambda 2.6$ mm of the $^{12}\text{CO}(1-0)$ line. This is a kind of summary of the observational and reduction work done and a display of the preliminary results. The data will be further processed and published individually for each galaxy. In the next two sections we describe the galaxies and the observations and in section IV the results.

2. THE GALAXIES

In Table 1 we list some of the main parameters of the four selected galaxies as were known before the observations with the

SEST. The coordinates are those of the nucleus as obtained from different optical and radio observations. The type, the diameter (D_{25}), the inclination (from R_{25}) and the systemic velocity (V_0) were taken from BGCII. The HI data are from Reif et al. (1982). As can be seen, the galaxies have angular diameters between 6 and 8 minutes of arc approximately and all of them are barred spirals of different types. We describe now, briefly each galaxy. Except otherwise stated, all quoted velocities in this paper are heliocentric and for the distance estimation a Hubble constant of 75 (km/s)/Mpc will be used.

Table 1

Optical and HI parameters of the observed galaxies

NGC	RA	Dec	Type	diam	i	PA	V_0	V_{HI}	V_{HI}	W_{HI}
	h m s	o ' "		'	o	o	km/s	km/s	km/s	Ho/Mpc
613	01 31 59.4	-29 40 27	SB(rs)bc	5.8	38	115	1500	1493	400	1.0
1313	03 17 39.0	-66 40 42	SB(s)d	8.3	40	170	448	475	199	10.2
1566	04 18 52.8	-55 03 24	SAB(s)bc	7.8	36	14-30	1394	1505	229	3.2
2442	07 36 33.0	-69 25 00	SB(s)b	6.9	24	40	657	1469	533	1.3

NGC 613

This galaxy, classified as SB(rs)bc in the BGCII, shows (Fig. 1a) that the nuclear region, the bar and the spiral arms are well defined. A ring-like feature is also present around the bar. The nuclear region contains bright HII regions which form spiral arms around a nucleus of 12" in diameter which seems to be composed of old stars. A prominent dust lane is seen along the bar and emission knots outline several arms to distances of about 100" from the center. The most active star formation appears to occur at the ends of the bar.

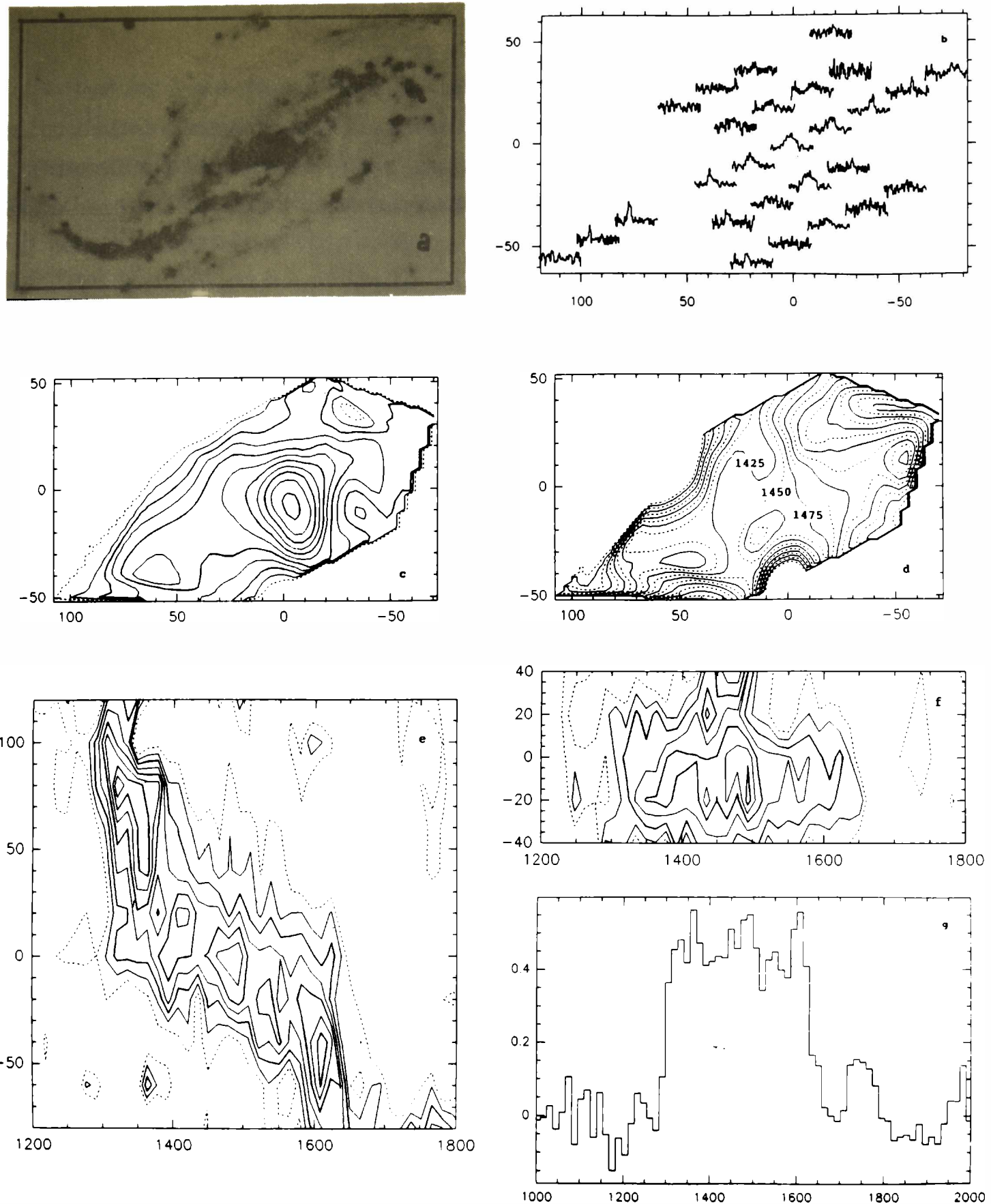


Figure 1: Display of the observational results for NGC 613: a) Optical picture, North at top, East at left. The rectangle reproduces the coordinates box of panel b. b) CO velocity profiles. The velocity range for each profile is 1000 to 2000 km/s and the velocity resolution is 14.4 km/s. The temperature scale is 0.025 K/mm. The coordinates are offsets with respect to the center in seconds of arc on sky. c) Contour map for the integrated intensities. First contour (dashed) level and contour interval are 1.5 K km/s. d) Velocity field. Contour interval is 25 km/s. e) Position-velocity diagram along the major axis (PA = 115°). First contour (dashed) level and contour interval are 0.01 K. Ordinates are offsets and in the abscissa the velocity is in km/s. f) As e) for the minor axis. g) Global velocity profile. Coordinates are temperature in K and velocity in km/s.

Optical spectra from this galaxy were obtained by Burbidge et al. (1964) who derived the rotation curve on the basis of prominent H α , [NII] and [SII] lines. They used for the position angle the value of 115°. It has also been observed in the radio continuum at λ 6 cm and λ 20 cm with the VLA by Hummel et al. (1987) who detected jet-like features along the minor axis. They also made CCD photometry in the H α and [OII] λ 5007 lines finding the same kind of features which they interpreted as collimated ejections or outflows perpendicularly to the galactic plane.

HI global profiles were obtained by Bajaja (1978) and Reif et al. (1982) (hereafter B78 and RMGWS respectively) with the IAR and Parkes single dishes respectively. The sensitivity of the observations made with the Parkes radiotelescope were considerably higher than that of the IAR so in Table 1 the Parkes data were specified. IAR data are similar and the differences within the errors.

On the basis of a recession velocity of 1458 km/s, the distance is 19.4 Mpc so the linear scale on the galaxy is 94 pc/".

NGC1313

This galaxy (Fig. 2a), classified in the BGCII as SB(s)d, has been defined by Sersic (1968) as very complex. Its type is intermediate between the bright spirals of type SBc and the type represented by the Large Magellanic Cloud but the resemblance to this one is remarkable (Sersic, 1968). There are several blue knots scattered around the main body which account for a significative part of the light coming from the galaxy.

Marcelin and Athanassoula (1982) derived the velocity field from 8 interferograms in H α . They obtained the velocity for 200 positions with a velocity resolution of 10 km/s. They found, from the velocity field, that the rotation center is outside the bar, 1.5 kpc

south from the nucleus (a displacement of the rotation center had been previously indicated by Carranza and Agüero (1977), but in the opposite direction). They estimated the position angle of the major axis as 170° and the systemic velocity as 465 km/s. The PA of the bar is $11^\circ \pm 4^\circ$ and the inclination of the galaxy 38° . Marcelin and Gondoin (1983) catalogued 375 HII regions which are found to be rather small, with an average diameter of 18.4 pc at 4.5 Mpc.

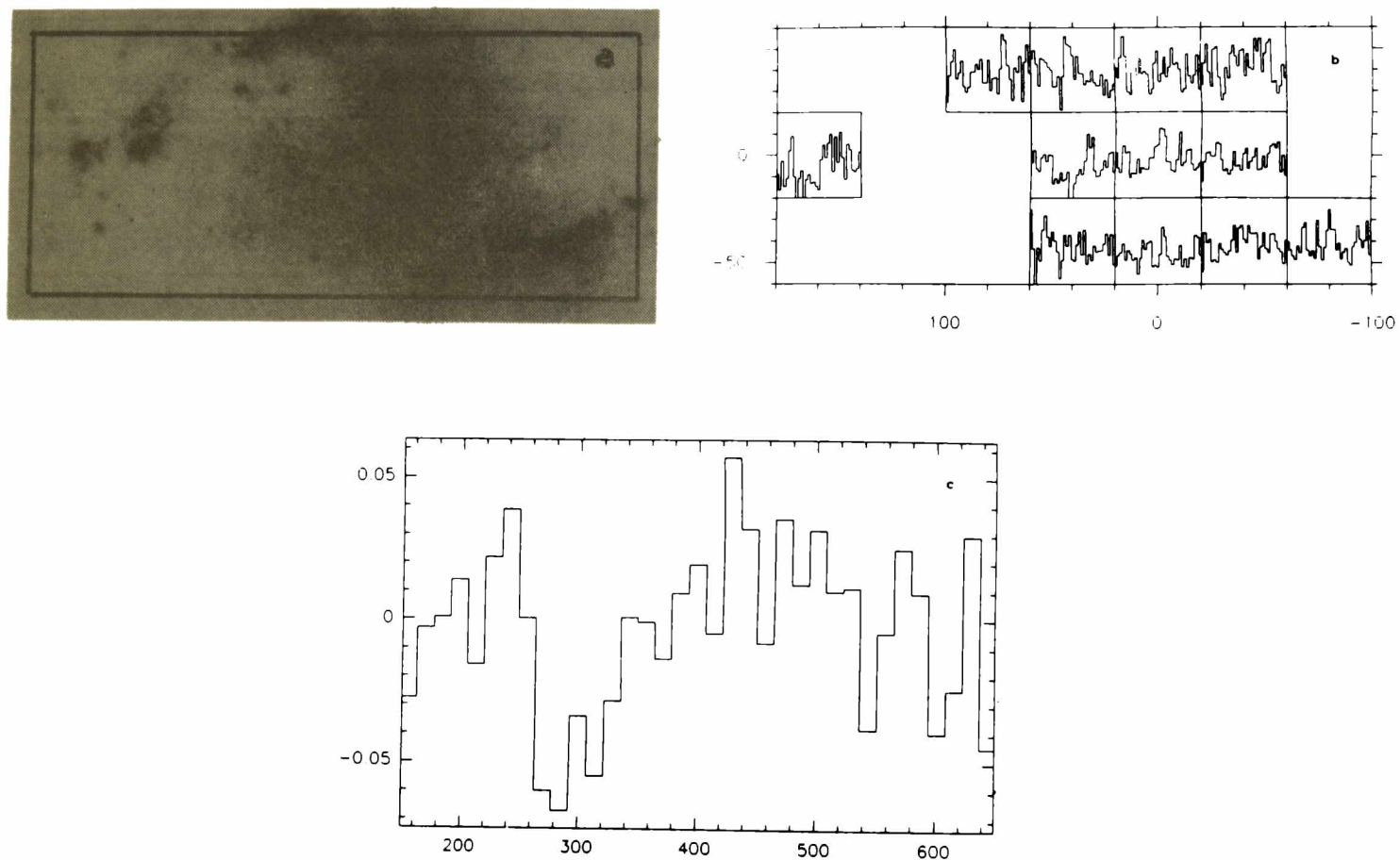


Figure 2: Display of results for NGC 1313. a) As in Fig. 1a. b) As in Fig. 1b. Velocity range 150 to 650 km/s and temperature scale 0.0042 K/mm. c) Global velocity profile.

Harnett(1987) observed this galaxy in the continuum at 843 MHz with the MOST. Extended radio emission is detected from the whole

galaxy. There are also five radio peaks, one of them probably originated in a background source. This continuum map correlates very well with the FIR map at $100 \mu\text{m}$ obtained with the IRAS-CPC. There is very little dust visible in this galaxy.

B78 and RMGWS have observed NGC1313 in the $\lambda 21 \text{ cm}$ HI, both with good s/n ratio so their results are quite similar. The distance has been estimated by de Vaucouleurs (1973) as 4.5 Mpc. At this distance 1" represents 21.8 pc.

NGC 1566

Classified as SAB(s)bc in the BGCII, this galaxy (Fig. 3a) is the brightest member in the Dorado group. Three regions can be distinguished: a) a central region in which the nucleus (whose characteristics, although weak and variable, suggest a Seyfert type) and the lens appear to be dominated by old population and a very weak bar structure may be recognized at PA 354° (de Vaucouleurs, 1973); b) an intermediate region with bright, broad arms, marked by knots of HII regions and stars, which start at the ends of the small bar, and c) a region in which narrow spiral arms are defined by blue knots. A fourth region might be defined by a pseudo ring which, according to de Vaucouleurs (1973), looks like the prolongation of the inner arms. This author derived different inclination and position angles for the inner and outer regions which suggests the presence of warps.

Comte and Duquennoy (1982) observed the H α emission. They were able to catalogue, from narrow band plates, 418 HII regions which delineates the spiral arms. Three H α interferograms permitted them to obtain 273 radial velocities and to map the velocity field. From these measurements they derived the systemic velocity ($1500 \pm 30 \text{ km/s}$) and a rotation curve. They concluded that the pseudo ring originates in the prolongation of

the outer spiral pattern. They also derived different inclination and position angles for the inner and outer regions (45° and 14° within 8kpc and 40° and 30° outside, respectively).

Harnett (1984) observed NGC1566 with the MOST in the continuum at 843 MHz. The obtained map shows a rather smooth distribution of the radio emission peaked at the center and extending over the nucleus and the disk. HI global profiles with good s/n ratio were obtained by B78, RMGWS and Whiteoak and Gardner (1977). The HI parameters, as given by RMGWS, are shown in Table 1.

The recession velocity, about 1290 km/s, implies a distance of 17.2 Mpc and a linear scale on the galaxy of 83.4 pc/".

NGC 2442

This spectacular galaxy (Fig.4a), classified as SB(s)b in the BGCII, shows an asymmetric pattern. On the northern side, a narrow dust lane is seen projected against an also narrow, slightly curved, spiral arm which starts at the end of the bar. The southern arm is more curved and much less defined. The nucleus is relatively small and shows strong H α emission (Carranza, 1967). The bar is surrounded by a clumpy distribution of dark and luminous matter.

NGC 2442 is member of a small group of galaxies in Volans. The systemic velocity quoted in the BGCII is 657 km/s. Sersic (1968) quoted 450 km/s and Bajaja (1978), from 21 cm HI line measurements, but low s/n ratio, 661 km/s. These are all low velocities consistent with the apparent proximity of the galaxy. The HI line measurements made by RMGWS with higher sensitivity, however, indicated a mean velocity of 1469km/s.

This much higher value was confirmed later by Bajaja and Martin (1985), also observing the HI line, who obtained a mean velocity of 1430 km/s. Our CO observations, in consequence, if

successful, would be able to confirm the right systemic velocity.

NGC 2442 was observed in the continuum with the MOST, at 843 MHz, by Harnett (1984). The radio emission traces the main features of the galaxy, particularly the northern spiral arm. The radio continuum extends over the disk and the nucleus and shows three peaks, one at the center and one on each of the ends of the bar. There are no IRAS-CPC map for this galaxy. The position angle has been estimated, approximately, in 40° .

3. THE OBSERVATIONS

The observation of the $^{12}\text{CO}(1-0)$ line ($\lambda 2.6$ mm), on the galaxies described in Section 2 were made with the SEST at the ESO Observatory in La Silla (Chile). The radiotelescope was described by Booth et al. (1987, 1989a,b). At $\lambda 2.6$ mm the 15 m telescope has a HPBW of $43''$, a beam efficiency of 0.78 and an aperture efficiency of 0.67. The dual polarization receiver, with cooled Schottky diode mixers, had a single side-band noise temperature of about 300 K. The Acousto-Optic Spectrometer (AOS) consisted of 1728 channels spaced 690 kHz (1.8 km/s). The antenna temperatures T_a were determined using chopper-wheel calibrations. The pointing was checked, every hour, observing, generally, known SiO masers.

The observations of NGC 613 and NGC 1566 were made between the 25th and the 29th of July, 1988. NGC 1313 and NGC 2442 were observed between the 24th and the 29th of March, 1989. The observations were made in the beam-switch mode, integrating, on each cycle, 2 minutes on the source and 2 minutes on a position $12'$ off the source to the west. The total integration time for each observed point was, in general, 16 minutes (on the source), except in the case of NGC 1313, on which, due to the very low flux density of the CO signal, much more integration time (of the order of one hour per point) was spent.

Table 2
Observations

NGC	Spacing	Grid No. of points	P.A. °	Total int. time min
613	20	27	115	752
1313	40	13	0	912
1566	40	27	25	884
2442	20	69	40	1672

In Table 2 we have specified the grids and the total integration times for each of the galaxies. The spectra were reduced in the MPIFR and in the IAR using the software package developed in Grenoble (GAG). The baselines were removed in each case fitting polynomials of order 1 to 3, according to the extension of the signal-free base line. The spectra were smoothed to a velocity resolution of 14.4 km/s. The results displayed in Figures 1 to 4 are all based on this resolution.

4. RESULTS

In Figures 1 to 4 are displayed the main results of these observations for each of the four galaxies. We were able to map the CO emission detected on three of the galaxies. In the case of NGC 1313 the s/n ratio in the spectra, in spite of the amount of integration times, is so low that we may assume a marginal detection in only some of the observed points. Each figure, except Fig. 2, consists of seven panels: a) the optical picture, b) the velocity profiles on the observed grid points, c) the contour map, d) the velocity field, e) and f) the position-velocity diagrams along the major and minor axis respectively, and g) the global profile. In Fig. 2 only the velocity profiles (individual and global), besides

the optical picture, are shown. All the figures, except those of panel a), were built with the GAG software. **Warning:** In the cases of panels c) and d) this software makes interpolations in regions where no observations have been made assuming that the signal is null only at the boundary of the whole region. In consequence those interpolations should be taken with care or simply ignored.

We shall analyze now the results for each galaxy. For the conversion of the velocity integrated CO temperatures, W_{CO} , to the molecular column density, $N(H_2)$, we use the conversion factor $X = 3 \cdot 10^{20} \text{ cm}^{-2} / (\text{K km/s})$. This is a kind of mean value, with a possible error of 100%, of the several values derived by different authors, like Sanders et al. (1984) and Bloemen et al. (1986) and other quoted by them.

NGC 613

The distribution of the integration times is not uniform as is evidenced by the noise in the profiles of Fig 1b. The lowest noises occur in the spectra along the major axis. The concentration of the integration time on these grid points was due to their importance for deriving the rotation curve and the related parameters and also to the fact that they are located along the bar. From visual inspection it can be noticed that: a) The broadest profiles are at the center and at $20''$ to the SW along the minor axis; b) The profiles within $\pm 40''$ from the center along the major axis, are quite symmetric. In particular the two profiles at $+40''$ and $-40''$ are like a mirror image of each other and both show a narrow velocity component. c) The CO emission is asymmetrically distributed at distances larger than $40''$, with respect to the center, along the major axis. d) Along the minor axis the symmetry properties of the spectra can not be easily derived because of the much poorer s/n

ratio. It is obvious, however, that there is more CO emission from the SW as from the NW. e) The profile at the extreme NE position, along the major axis, shows two velocity components. This position is in a region in which two arms appear to be crossing each other. The interpretation might be then that there are projection effects either due to warps or arms on different planes.

A better description of the CO distribution may be obtained from the integrated intensities which should be proportional to the H₂ column densities. This distribution is shown in Figure 1c and we remind here the warning, about the contour maps, made at the beginning of this Section. The figure shows that the maximum in the column density is displaced 13" to the SW, where nothing peculiar is seen on Fig. 1a. The contours indicate also an elongation along the minor axis resembling the ejection-like features detected by Hummel et al. (1987) in the radio continuum and in the H α and [OIII] lines. If the molecular gas is distributed in the plane it would have an oval shape with an axial ratio of 2:1.

This picture is complemented by Fig. 1d which shows the velocity field of the mean velocity as obtained with the GAG software. Misleading effects caused by the interpolations outside the observed points are here more serious. Within the central region, however, where the velocity field should be more reliable, the contours show a rather wide plateau instead of the usual highest gradient which is displaced about 25" to the north. It is very improbable a displacement of the rotation center by this amount. A better insight in the velocity behaviour can be obtained analysing the position-velocity diagrams of Figs. 1e and 1f along the major and minor axis respectively. Between -20" and +20" along the major axis and between -40" and +10" along the minor axis the velocity profiles are about 400 km/s wide at 20% level. The velocity curve along the major axis can be well defined and it shows that in the central region, from -20" to +20", the velocity

curve, as defined by the CO peak temperatures, can be described by a straight line with a steepness of about $3 \text{ (km/s)}/''$.

The optical measurements by Burbidge et al. (1964) show that within about $10''$ from the center, there are circular velocities defined by a steep rotation curve with a total velocity range of also 400 km/s . The steepness in this case is about $18 \text{ (km/s)}/''$. If there is CO associated to this central fast rotating feature, it is smeared out by the $43''$ beam of the SEST and that is reflected in the width of the central CO velocity profiles. These profiles have similar mean velocities and contribute to a plateau-like velocity field.

From the velocity curve of Fig. 1e, as defined by the temperature peaks, we can estimate the central velocity and the highest projected velocities with respect to the center. The central velocity is estimated as $1480 \pm 5 \text{ km/s}$. At the SE, from $+20''$ to $+80''$ the velocity remains constant at 1358 km/s . Symmetrically, in the NW, between $-20''$ and $-80''$, the velocity is 1610 km/s . The average of these two velocities is 1484 km/s and the difference 252 km/s .

The position-velocity diagram along the minor axis (Fig. 1f) shows that at an offset of $+40''$ (NE) the CO is seen, with much smaller velocity width, at the central velocity of 1480 km/s . We can assume, in consequence, that this velocity is the systemic velocity and the recession velocity 1442 km/s . The distance to the galaxy with the adopted Hubble constant, would be then $\Delta = 19.2 \text{ Mpc}$.

Between $+40''$ and $+120''$ there is another component in the velocity curve at about 1307 km/s . There might be a similar component, symmetrically placed at about 1660 km/s in the NW, with the same average and a difference of 354 km/s , but the observations did not go far enough. A projected velocity of 177 km/s with respect to the center (or a rotational velocity of 287 km/s , assuming an inclination angle of 38°), at a distance of $120''$, i.e.,

11.2 kpc, permits a rough estimation (without any kind of correction) of the total mass within that distance. We obtain for this mass $M_k = 2.1 \cdot 10^{11} \text{ Mo}$.

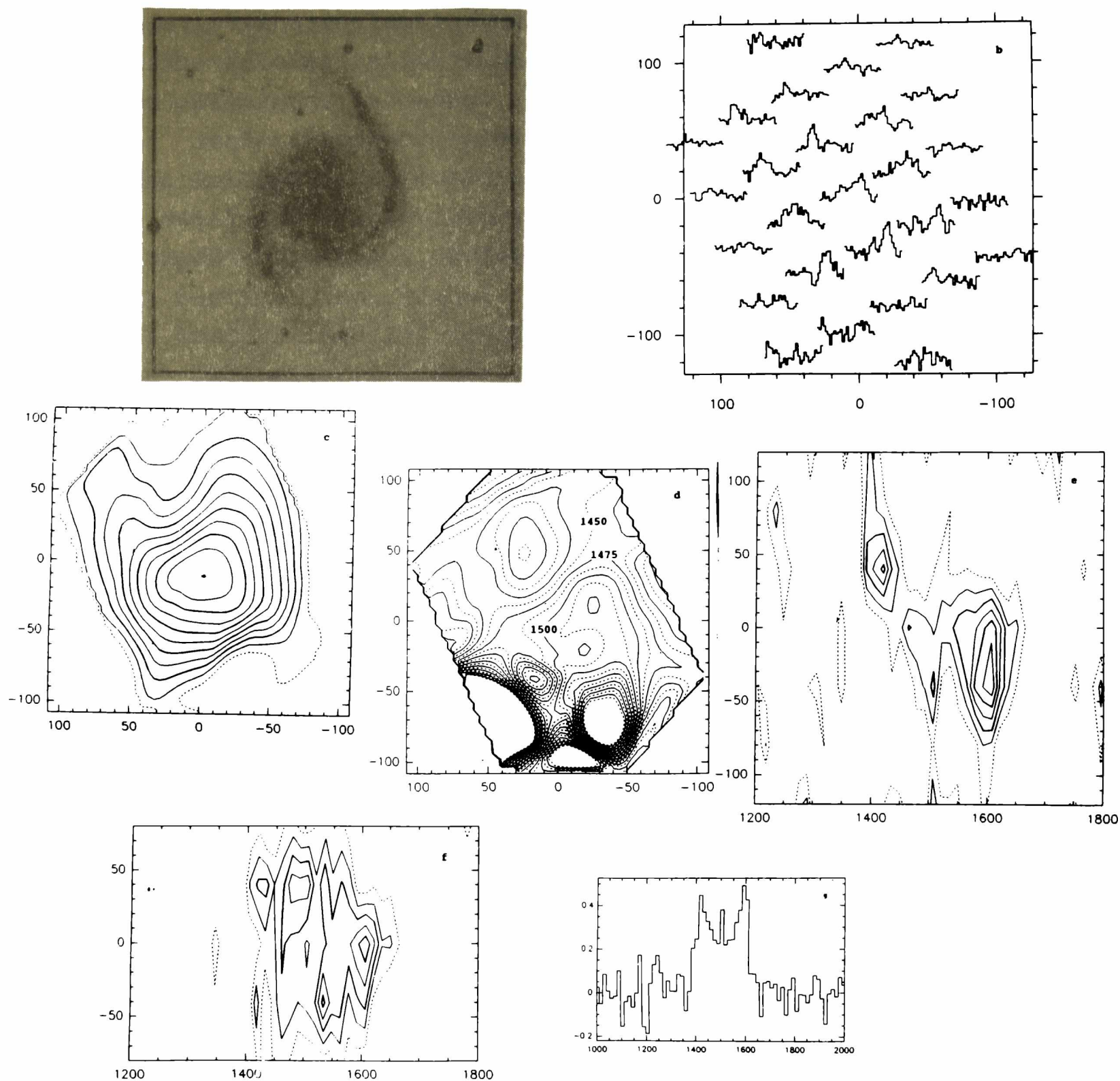


Figure 3: As Fig. 1. for NGC 1566. b) Velocity range 1300 to 1700 km/s and temperature scale 0.019 K/m. c) First contour (dashed) level and contour interval are 1 K km/s. d) Contour interval is 25 km/s. e) and f) First contour (dashed) level and contour interval are 0.015 K. The major axis assumed to be at PA = 25

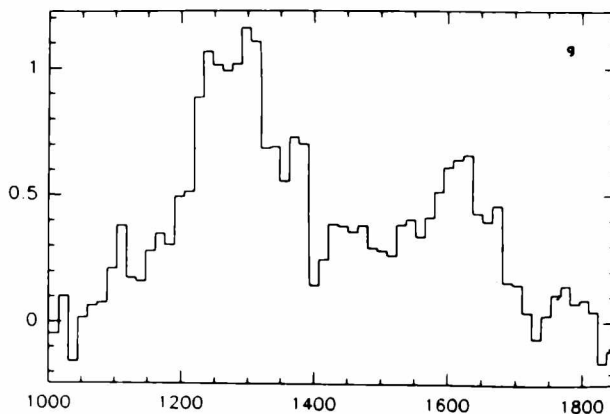
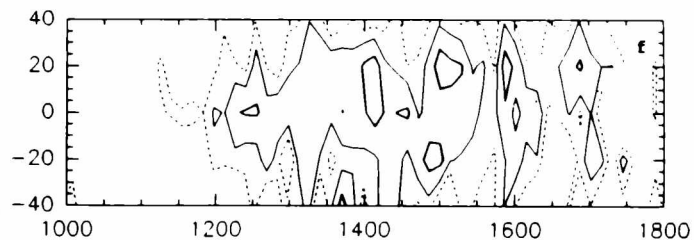
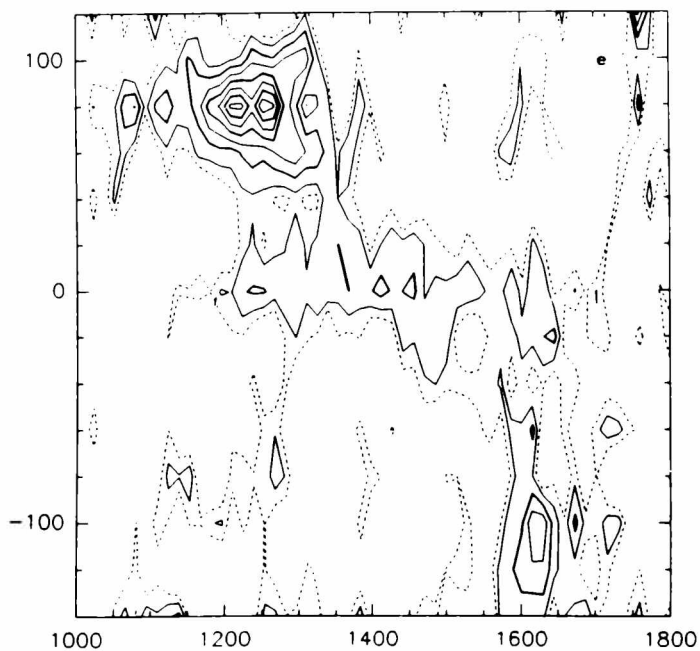
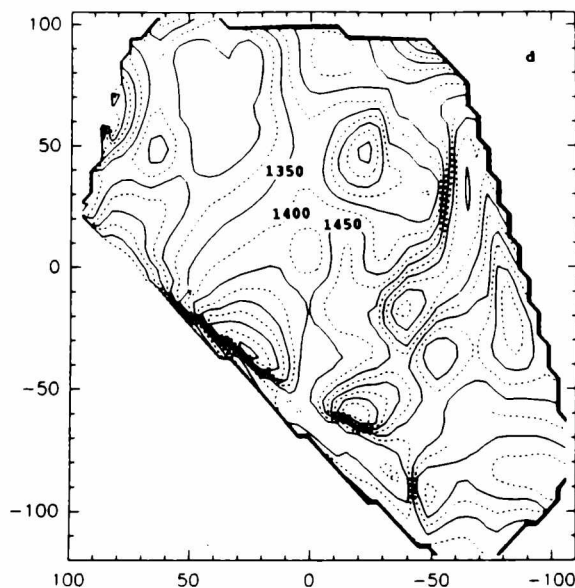
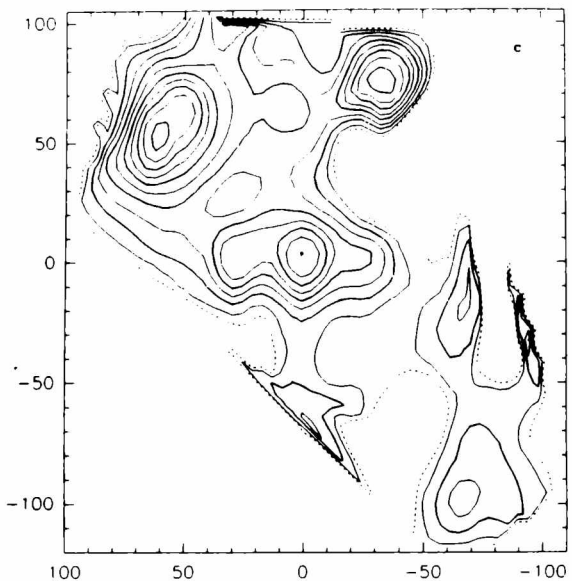
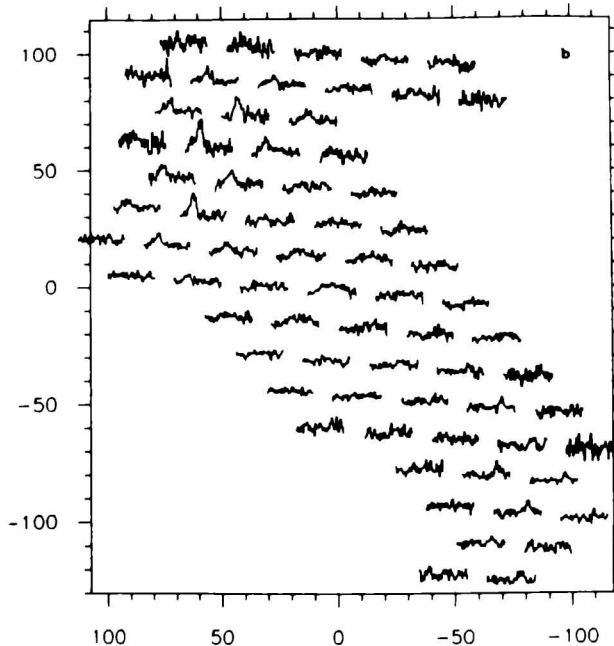


Figure 4: As Fig. 1, for NGC 1566. b) Velocity range 1000 to 1850 km/s and temperature scale 0.041 K/m. c) First contour (dashed) level is 1.2 K km/s and contour interval is 1.5 K km/s. d) Contour interval is 50 km/s. e) and f) First contour (dashed) level is 0.01 K, second level is 0.02 K and the contour interval for the rest of the contours is 0.015 K. The major axis is assumed to be at PA = 40

Finally, from Figure 1g which shows the CO global profile, i.e. the result of adding up all the profiles of Figure 1b, we can obtain the integrated intensity $W_{CO} = 167 \text{ K km/s}$. The global profile, however, can be separated in two components, a main feature with $W_1 = 153 \text{ K km/s}$, mean velocity $V_1 = 1463 \text{ km/s}$ and width $\Delta V_1 = 318 \text{ km/s}$, and a second one with $W_2 = 24 \text{ K km/s}$, $V_2 = 1750 \text{ km/s}$ and $\Delta V_2 = 57 \text{ km/s}$. This second component is real and can be clearly seen in the central profile. From the total integrated intensity the H₂ mass is $M(\text{H}_2) = 2.7 \cdot 10^8 \text{ Mo}$. This H₂ mass, as will be the case for the other galaxies too, is a lower limit since there is an underestimation due to the incomplete coverage of the surveys.

The HI global velocity profile obtained by RMGWS is very similar to the CO global profile of Fig. 1g in the shape and the width. The mean velocity is somewhat higher, 1493 km/s , but the difference is within the errors. The HI mass derived from this profile is $M(\text{HI}) = 3.6 \cdot 10^8 \text{ Mo}$. In consequence, $M(\text{H}_2)/M(\text{HI}) = 0.75$ but, in view of the uncertainties and the underestimation in the derivation of $N(\text{H}_2)$, we can simply say that both masses are similar.

NGC 1313

Figure 2b shows the velocity profiles obtained from the observation of this galaxy. In Table 3 we have listed the integration times spent on each grid point as well as the parameters derived from each profile. The spacing between the points is $40''$ so the spectra are practically uncorrelated. The positions of the observed grid points were selected in order to have them on the center, on some blue knots and on regions of enhanced FIR as depicted by the IRAS-CPC maps.

We are inclined to believe that the features seen in the spectra at offsets (in seconds of arc) $(-80, -40)$, $(0, 0)$, $(40, 0)$, $(40, 40)$ and $(80, 40)$, correspond to CO emission. All these

features have poor s/n ratio but their velocities, between 380 and 490 km/s, are compatible with the range of velocities measured in H α by Marcelin and Athanassoula (1982) and in HI by B78 and by RMGWS (360 to 575 km/s).

The low s/n ratio for each individual profile and the differences in the velocities make it difficult to recognize any feature in the global profile of Figure 2c. If we assume that the global profile is similar to the HI profile, as obtained by B78 and RMGWS, at least in the width, then the apparent feature buried in the noise, between 360 and 580 km/s, might be real. The parameters of this feature are: mean velocity 464 km/s, velocity width 245 and integrated intensity, W_{CO} , 0.48 K km/s. Using for the distance the value of 4.5 Mpc given by de Vaucouleurs (1973), the H $_2$ mass would be then $M(H_2) = 1.7 \cdot 10^6 M_{\odot}$.

The HI mass as given by RMGWS is $M(HI) = 1.3 \cdot 10^9 M_{\odot}$ so the ratio $M(H_2)/M(HI) = 1.3 \cdot 10^{-3}$. For this late type galaxy, however, it could happen that the conversion factor X is much higher than for normal spirals. Dettmar and Heithausen (1989) found, for NGC 55, a value 20 times higher than the one used here. Also for the Large Magellanic Cloud it is 6 times higher (Cohen et al., 1988). Using for X a value 20 times higher, $M(H_2) = 3.4 \cdot 10^7 M_{\odot}$, still a very low value.

It must be noticed that the velocities of the apparent individual CO features do not agree strictly with the velocities measured in H α by Marcelin and Athanassoula (1982) at the same positions. Also the CO profiles do not show symmetry with respect to the center. So the doubt persists whether we have detected any CO at all.

Table 3
NGC 1313 spectra parameters

Offsets		τ	σ	T_p	V_p
		min	$10^{-4}K$	K	km/s
-80	-40	80	61	0.019	399
-40	-40	80	54	0.010	420
0	-40	96	50	0.009	427
40	-40	40	79	-----	---
-40	0	80	55	-----	---
0	0	96	54	0.016	411
40	0	80	89	0.013	485
-40	40	48	96	-----	---
0	40	112	75	-----	---
40	40	76	58	0.020	355
80	40	48	77	0.021	488
160	0	132	94	-----	---
-200	-120	16	126	-----	---

NGC 1566

The whole extension of the bright arms of this galaxy has been observed using a grid spacing of 40". The integration times are, in general, 16 minutes on the source so the noise on all the spectra are more or less the same (about 0.01 K) as can be seen in Figure 3b. The visual inspection of the CO profiles permits to appreciate a high degree of symmetry with respect to the center, as well in the velocity structure as in the amplitudes. A good correlation can also be seen between the arms and the CO signal. This correlation is seen better in the contour map of Figure 3c which represents the distribution of the molecular component in the galaxy.

The distribution is peaked in the center but the peak itself is shifted 10" to the south. Since the grid spacing used for this galaxy means an undersampling for a 43" beam, and the position of the peak has been determined by the interpolation procedure of the GAG software, the amount of the shift might contain an appreciable error. The fact, however, that the other contours keep the symmetry around this peak seems to indicate that the shift is close to the real one. The contours shows, furthermore, an oval shape with its

major axis oriented along the minor axis of the galaxy. Both effects, the shift of the peak and the oval distortion, have appeared also in the case of NGC613. The outer distortions of the contours to the north and the south indicate a correlation with the thick arms but similar distortions towards the NE and the SW are not correlated with any optical feature.

The velocity field displayed in Figure 3d shows a kind of standard velocity field in the northern part of the galaxy but the isovelocity lines seem to indicate a rotation center 30" to the north of the galactic center. The position-velocity diagram along the major axis of Figure 3e does not help to derive the velocity curve. This diagram shows a narrow component, at about the systemic velocity along the observed southern part of the major axis and up to 80" along the northern part. This component is not seen along the minor axis but here the situation is still worse because, from -50" to +50" up to 4 velocity components are visible there. We recall here that de Vaucouleurs (1973) and Comte and Duquennoy (1982) derived different position and inclination angles for the inner and outer regions of the galaxy. We adopted here an intermediate value of 25° for the position angle.

If the velocity curve is determined by the strongest CO peaks in Fig. 3e, then the central velocity is 1513 km/s. The projected velocities at 40" from the center are 1419 and 1605 km/s with a difference of 186 km/s and an average of 1512 km/s, almost identical to the central velocity. Adopting 1512 km/s for the systemic velocity, the recession velocity would be 1296 km/s and the distance 17.3 Mpc. At +120" the projected velocity is 1396 km/s so, assuming an inclination angle of 36° , the circular velocity, at that distance from the center, is 197 km/s. From the distance and the circular velocity we can estimate, like in the case of NGC 613, the total mass, within 9.9 kpc, as $9.1 \cdot 10^{10} \text{ Mo}$.

Figure 3g shows the CO global profile. It is quite symmetric

and 2-horns shaped, with steep sides. It shows clearly the narrow component at the central velocity seen in Fig. 3e. It is very similar to the HI profiles as obtained by B78 and RMGWS. The mean velocity is 1512 km/s, the width 222 km/s and the integrated intensity 75.4 K km/s. From this integrated intensity we can estimate the H₂ mass $M(\text{H}_2) = 4.1 \cdot 10^9 M_{\odot}$ and the ratio $M(\text{H}_2)/M(\text{HI}) = 0.43$. **NGC 2442**

We started the observation of this galaxy centering the spectrometer at the low velocity quoted in the BGCII (see Section 2). In view of the lack of detection we tried then the higher velocity, given by RMGWS and Bajaja and Martin (1985), with immediate success, so we kept this velocity for the whole survey. As in the case of NGC 1566, this galaxy was observed with a rather uniform distribution of integration times, in general 16 min. on the source for each point. The grid spacing in this case, however, was 20", i.e. a correct sampling for the 43" beam of the SEST. Most of the visible part of the galaxy was observed, obtaining 69 spectra which are shown in Figure 4b. From visual inspection of the profiles it is possible to conclude: a) The CO signal is not symmetrically distributed with respect to the center. The peak temperatures are more than two times higher in the NE than in the SE. b) In the center the peak temperatures are lower than in the NE and SW but the profiles are much broader.

The contour map produced with the integrated intensities of the profiles of Fig. 4b are shown in Figure 4c (see warning at the beginning of this Section). This map shows three peaks in the CO distribution along the major axis, the strongest in the NE, the weakest in the SW and an intermediate one at the center. The latter shows an oval shape with its elongation oriented in the E-W direction. A fourth peak appears in the NW, over the narrow arm and well defined dust lane, where the profiles are also quite broad. The contours in this region do not show the real distribution because of the limited number of points.

The corresponding velocity field displayed in Figure 4d, even simplifying it, bearing in mind the above mentioned warning, shows a complicated pattern due mainly to regions with very low s/n ratio which makes the velocity values quite uncertain. In the regions where the s/n ratio is higher, the isovelocity lines are smoother and better defined. These velocities, however, do not show the real complexity of the velocity structure. This can be better appreciated in the position-velocity diagrams of Figures 4e and 4f.

From the diagram for the major axis (Fig. 4e) it can be concluded: a) There is a very steep velocity gradient at the center as shown by the profiles at offsets $-20''$, $0''$ and $+20''$. The gradient is about 22 km/s/'' . b) The velocity of the center may be estimated as $1435 \pm 10 \text{ km/s}$. c) The velocity at the southern end of the major axis may be estimated as 1618 km/s . d) The velocity in the northern end should be, under symmetrical conditions, 1252 km/s , but this is just one of four components appearing on a broad profile at $80''$ from the center. At $100''$ there appears to be a cut off in the CO signal.

Along the minor axis (Fig. 4f) a broad velocity feature is also present. It corresponds to a central velocity field picked up by the beam also at $-20''$ and $+20''$. A velocity gradient is also seen in this case with a similar magnitude, 24 km/s/'' , which can not be understood if the broad velocity profile is due to a fast rotation around the center and on the plane of the galaxy. From this figure a shift of $7.5''$ of the rotation center might be possible but along the minor axis towards the SE.

The CO global velocity profile of Figure 4g shows that its total width is of the order of 600 km/s , occupying most of the available velocity range of the spectrometer. This may suggest baseline removal difficulties. The profile is not single peaked, there are two main components with different amplitudes and the sides are not steep. This shape for the global velocity profile is

a consequence of asymmetry in the CO distribution seen in Fig. 4b. The HI profiles obtained by RMGWS and Bajaja and Martin (1985) are also broad but not as much as in CO. They do not show the two components structure but the s/n ratio is low in both cases and, certainly, there must have been problems with the baseline removal.

Because of all these problems, the mean velocity of each of these global profiles do not give the systemic velocity and the central velocity may have a large error because of the baseline uncertainty. The area of the global profile is also subject to these errors but in a less sensible way. The velocity integrated intensity is 313.4 K km/s. Adopting for the systemic velocity 1435 km/s, the recession velocity is 1161 km/s and the distance is 15.5 Mpc, so the H₂ mass is $M(\text{H}_2) = 3.2 \cdot 10^9 M_\odot$ and the ratio $M(\text{H}_2)/M(\text{HI}) = 1.0$.

The projected velocity of 1618 km/s, at 120" from the center along the major axis, represents a circular velocity of 450 km/s assuming an inclination angle of 24°. The total mass within 9 kpc can be estimated, as in the previous cases, as $M_k = 4.2 \cdot 10^{11} M_\odot$.

CONCLUSIONS

We have observed four southern barred spiral galaxies, NGC 613, NGC 1313, NGC 1566 and NGC 2442, in the ¹²CO(1-0) line (115 GHz, λ 2.6 mm) with the SEST. With the obtained detections we have been able to map the CO emission of three of the galaxies and we got marginal detections in the case of NGC 1313.

For each of the mapped galaxies we produced a contour map for the CO integrated intensity and for the velocity field, position-velocity diagrams along the major and the minor axis, and the global velocity profile. These displays permitted us to derive, for each galaxy:

a) The distribution of the molecular gas surface density.

b) The mean-velocity field of the molecular gas.

c) The velocity curve along the major axis and, from this, the rotation curve for the galaxy.

d) The central (systemic?) velocity, V_{sys} .

e) The velocity integrated intensity, or profile area, W_{co} (K km/s).

f) The total width of the global velocity profile and the highest projected velocity.

The parameters derived from these observations are: the distance to the galaxy, Δ (Mpc), the mass of the molecular gas, $M(H_2)$ (M_\odot) and an estimation of the total mass from the rotational velocity at certain distance from the center, M_k (M_\odot).

These parameters, together with the blue luminosity, L_b , as quoted by RMGWS, are listed in Table 4 in which the ratios $M(H_2)/M(HI)$ and $M(H_2)/L_b$ are also included for the 4 galaxies. We have confirmed the high value for the systemic velocity of NGC 2442 as found with observations in the HI 21 cm line. This implies a distance of the order of 15 Mpc. The velocity width shown by this galaxy is the largest observed in this sample, about 550 km/s, which, corrected for the low inclination, gives a width of 1350 km/s.

We have obtained quite different values for the velocity integrated intensity, W_{co} . The highest value again correspond to NGC 2442 and the lowest to NGC 1313. In the latter, a large value for the factor which converts the W_{co} to the H_2 column density, $N(H_2)$, could be responsible for the low value of W_{co} . It is obvious anyway that the CO is closely related to the presence of dust and star formation.

The presence of the bar might be responsible for the very wide velocity profiles in the centers of the galaxies as evidenced in the position-velocity diagrams of the three mapped galaxies. Each of

these show also an oval distribution of the CO emission with the peak displaced from the center of the galaxy and the elongation aligned rather with the minor axis of the galaxy. In the case of NGC 613, the latter feature is shared by the radio continuum and the [OIII].

The ratios $M(H_2)/M(HI)$ and $M(H_2)/L_b$ are distance independent so at least one very important uncertain factor does not play a role in the derived quantities. Still, due to the uncertainty in the CO to H_2 conversion factor, variations of even an order of magnitude can be meaningless. The values for these ratios in Table 4 show that those for NGC1313 are very different from the rest, and in this case the difference is meaningful.

Table 4

Parameters derived from the CO observations

NGC	V_{sys} km/s	ΔV km/s	M_{CO} K km/s	Δ kpc	$M(H_2)$ $10^6 M_\odot$	M_k $10^{10} M_\odot$	$M(H_2)/$ $M(HI)$	L_b $10^9 L_\odot$	$M(H_2)/$ LB
613	1480	360	167.1	19.2	27	21	0.75	36.2	0.075
1313	464	245	0.48	4.5	[0.0017]	--	[0.0013]	8.1	[2.1 10^{-4}]
1566	1512	275	75.4	17.3	41	9.1	0.43	15.6	0.263
2442	1435	550	313.4	15.5	32	42	1.0	23.4	0.136

Acknowledgments

The participation in this project, the observations with the

SEST and part of the reductions, made at Bonn, have been possible thanks to a grant from the Max-Planck Institut and to the European Southern Observatory. The observations were carried out with the cooperation of J. Harnett (NGC 1566) and H.-P. Reuter (NGC 1313 and NGC 2442).

REFERENCES

- Bajaja, E. (B78): 1978, Publ. del Depart. de Astron. de la Univ. de Chile 111, 55.
- Bajaja, E., Hummel, E.: 1989, Messenger 55, 37.
- Bajaja, E., Martin, C.M.: 1985, Astron. J. 90, 1783.
- Bloemen, J.B.G.M., Strong, A.W., Blitz, L., Cohen, R.S., Dame, T.M., Grabelsky, D.A., Hermsen, W., Lebrun, F., Mayer-Hasselwander, H.A., Thadeus, P.: 1986, Astron. Astrophys. 154, 25.
- Booth, R.S., De Jonge, M.J., Shaver, P.A.: 1987, Messenger 48, 2.
- Booth, R.S., Delgado, G., Johansson, L.E.B., Murphy, D.C., Olberg, M., Whyborn, N.D., Greve, A., Hanson, B., Lindstrom, C.O., Rydberg, A.: 1989a, Astron. Astrophys. 216, 315.
- Booth, R.S., Johansson, L.E.B., Shaver, P.A.: 1989b, Messenger 57, 1
- Burbidge, E.M., Burbidge, G.R., Rubin, V.C., Prendergast, K.H.: 1964, Astrophys. J. 140, 85.
- Carranza, G.J.: 1967, Observatory 87, 38.
- Carranza, G.J., Aguero, E.L.: 1974, Observatory 94, 7.
- Carranza, G.J., Aguero, E.L.: 1977, Astrophys. Sp. Sci. 46, 23.
- Cohen, R.S., Dame, T.M., Garray, G., Montani, J., Rubio, M., Thadeus, P.: 1988, Astrophys. J. (Letters) 331, L95.
- Comte, G., Duquennoy, A.: 1982, Astron. Astrophys. 114, 7.
- Dettmar, R.-J., Heithausen, A.: 1989, Astrophys. J. 344, L61.
- Harnett, J.I.: 1984, Month. Not. Royal Astron. Soc. 210, 13.
- Harnett, J.I.: 1987, Month. Not. Royal Astron. Soc. 227, 887.

- Hummel, E., Jorsater, S., Lindblad, P.O., Sandquist, A.: 1987,
Astron. Astrophys. 172, 51.
- Marcelin, M., Athanassoula, E.: 1982, Astron. Astrophys. 105, 76.
- Marcelin, M., Gondoin, Ph.: 1983, Astron. Astrophys. Supp. Ser. 51,
353.
- Reif, K., Mebold, U., Goss, W.M., van Woerden, H., Siegman, B.
(RMGWS): 1982, Astron. Astrophys. Supp. Ser. 50, 451.
- Sanders, D.B., Solomon, P.M., Scoville, N.Z.: 1984, Astrophys. J. 276,
182
- Sersic, J.L.: 1968, "Atlas de Galaxias Australes", Córdoba.
- Vaucouleurs, G. de: 1963, Astrophys. J. 137, 720.
- Vaucouleurs, G. de: 1973, Astrophys. J. 181, 31.
- Vaucouleurs, G. de, Vaucouleurs, A. de, Corwin, H.C.: 1976, "Second
Reference Catalogue of Bright Galaxies" (BGCII), The
University of Texas Press, Austin.
- Whiteoak, J.B., Gardner, F.F.: 1977, Austr. J. of Physics 30, 187.

**ASTRONOMIA EN LAS CATACUMBAS: ESTRELLAS CON PECULIARIDADES ESPECTRALES
COMO MIEMBROS DE CUMULOS ABIERTOS**

**ASTRONOMY IN THE CATACOMBS: STARS WITH SPECTRAL PECULIARITIES AS
MEMBERS OF OPEN CLUSTERS**

A. FEINSTEIN

Observatorio Astronómico de La Plata
CONICET

RESUMEN: Las estrellas con líneas de emisión de tipos Of, WR y Be son analizadas como miembros de cúmulos abiertos de acuerdo a sus datos fotométricos. De una detallada discusión se encuentra que entre las estrellas más luminosas, los objetos de tipo Of son más comunes que las estrellas WR entre los miembros más brillantes de los cúmulos abiertos. Entre 10% y 30% de las estrellas WR son miembros de cúmulos abiertos. Los cúmulos con estrellas Of tienen sus estrellas brillantes más luminosas que los que poseen estrellas WR. Con respecto a las estrellas Be, están fuera de la secuencia principal; los excesos de color en $E(B-V)$ del material circunestelar llegan a ser en casos extremos hasta de 0,3 magnitudes.

ABSTRACT: The emission-line Of-, WR- and Be-type stars as members of open clusters are analyzed in particular related to their photometric data. It is found that among the high-luminosity objects, the Of stars are the more common stars among the brightest members of open clusters. About 10% to 30 % of the WR stars are members of open

clusters. Those clusters with O_f stars have much brighter apparent magnitude stars than those with WR-type stars. Concerning the Be stars, mostly are situated away of the main sequence; their color excesses $E(B-V)$ of the circumstellar envelope is up to 0.3 magnitudes in extreme cases

1. Introduction

Most stars in galactic open clusters have normal spectral types according to the MK system, that is membership stars have absorption lines with no peculiar characteristics. However, in a few cases some stars display emission lines, suggesting the presence of a circumstellar material around them.

We will refer here to these kind of stars located in the upper part of the main sequence (MS): stars with masses greater than $10 M_{\odot}$. On the other hand, there are also stars with emission-line spectra in the lower MS (less than $1 M_{\odot}$), which we will not discuss in this review.

Stars with emission-line spectra in the upper MS includes: O_f stars, Wolf-Rayet stars (WR) and Be stars. The first two are hot and luminous objects, and among the brightest members in young open clusters. A certain number of O-type stars with emission only in the H lines, at least H α , but no emission in N III or other lines, have been defined as O_e stars (Conti and Leep, 1974). A few other O-type stars have a P-Cygni profile in the emission lines, that is a shortward displaced absorption component and a more or less undisplaced emission component (Walborn, 1973).

In next paragraphs we will discuss each type of stars related to the open clusters where they are members. It is important to notice that the best method to derive information of the characteristics of all those stars is to study the relation to the cluster where each one is located.

2. Of-type stars: characteristics.

The high temperature O-type stars are characterized by an optical absorption-type spectrum in which the lines of the hydrogen Balmer series, He I, He II and ions of C, N O and Si are visible. But the O-type stars have a subset called Of-type which have $\lambda 4686$ He II, and usually accompanied by H α emission. The emission is interpreted as an indication of a presence of a high velocity stellar wind. Walborn (1971) employed these emission features as a luminosity discriminator. Depending on the $\lambda 4634-40$ NIII emission, the Of-stars are classified as O((f)), O(f) and Of, whether $\lambda 4686$ He II is in absorption, filled in, or in emission.

This classification of the Of-stars depends very much on the dispersion employed. Besides this, Walborn (1972, 1973) in a series of papers defined another type of Of stars having other emission lines as $\lambda 4057$ NIV, and $\lambda 4089, 4116$ Si IV. Also a few other O-type stars with emission in the Balmer lines are related to the Be stars (Conti and Leep, 1974).

In a catalogue of 765 O-type stars (Garmany, Conti and Chiosi, 1982), only 74 stars are classified as known very early type stars. However these numbers may be changed with a more detailed spectroscopic research in fainter O-type stars.

3. Of-type stars in open clusters.

In a compilation of the Of-type in young open clusters, Feinstein, Vazquez an Benvenuto (1986) analyzed the photometric and spectroscopic data for 54 Of-stars belonging to 21 open clusters. It was found that all then are high-luminosity objects but slightly evolved from the ZAMS. Also, it appears that these objects are quite common in young open clusters, but more difficult to detect than the Wolf-Rayet stars.

The UBV data give us the possibility to check the position of the Of-stars in the photometric diagrams. In this way they are plotted in the first diagram the observed (B-V) color versus the (U-B) color (Figure 1) for the Of stars. It becomes very clear that all them are in the same reddening line, which means that they have nearly the same intrinsic color indices (B-V)₀ and (U-B)₀. These values are in a range between -0.30 and -0.33 for (B-V)₀, and between -1.06 and -1.20 for the (U-B)₀. Therefore, the mean values for all Of stars result, $\langle(B-V)_0\rangle = -0.32 \pm 0.015$ and $\langle(U-B)_0\rangle = -1.155 \pm 0.054$. In Figure 2 the intrinsic color index versus the magnitude absolute diagram is presented.

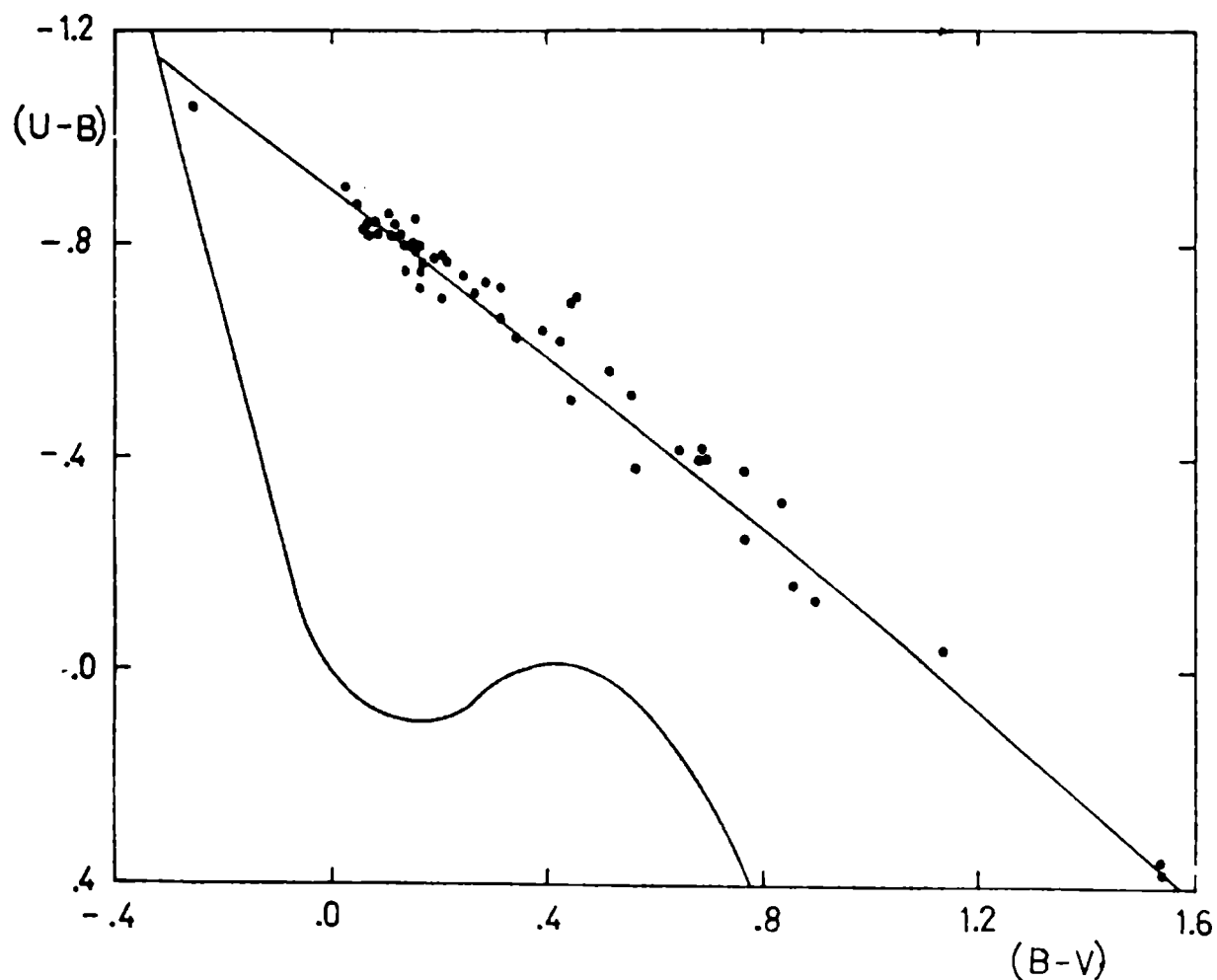


Figure 1: The observed color indices (B-V) versus (U-B) diagram for the Of stars belonging to open clusters. The location of the ZAMS and the standard reddening line for early-type stars are also indicated.

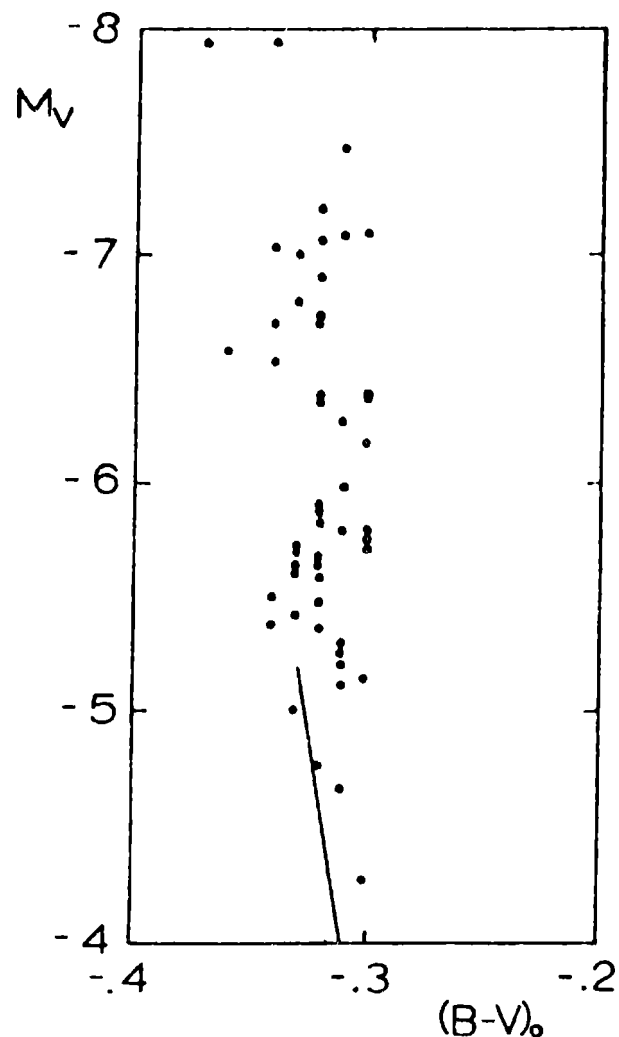


Figure 2: The absolute magnitude M_V versus the intrinsic color index $(B-V)_0$ diagram for Of stars. The ZAMS from Schmidt-Kaler (1982) is also drawn.

In order to compare the location of the Of stars in the HR diagram to the theoretical models for large mass stars, the effective temperature T_{eff} and the bolometric correction BC were computed with the Schmidt-Kaler's tables (1982). In the paper of Feinstein et al. (1986) the $\log T_{\text{eff}}$ and M_{bol} for Of stars are listed. These values are plotted in Figure 3, where the theoretical ZAMS according to Maeder (1984) is also drawn. Maeder computed these models with moderate mass loss. The right border of the main sequence band suggested by Maeder is also indicated. The "width" of the main sequence depends very much of the initial mass of the stars, and becomes much wider for masses in the range $60 m_{\odot}$ to $120 m_{\odot}$.

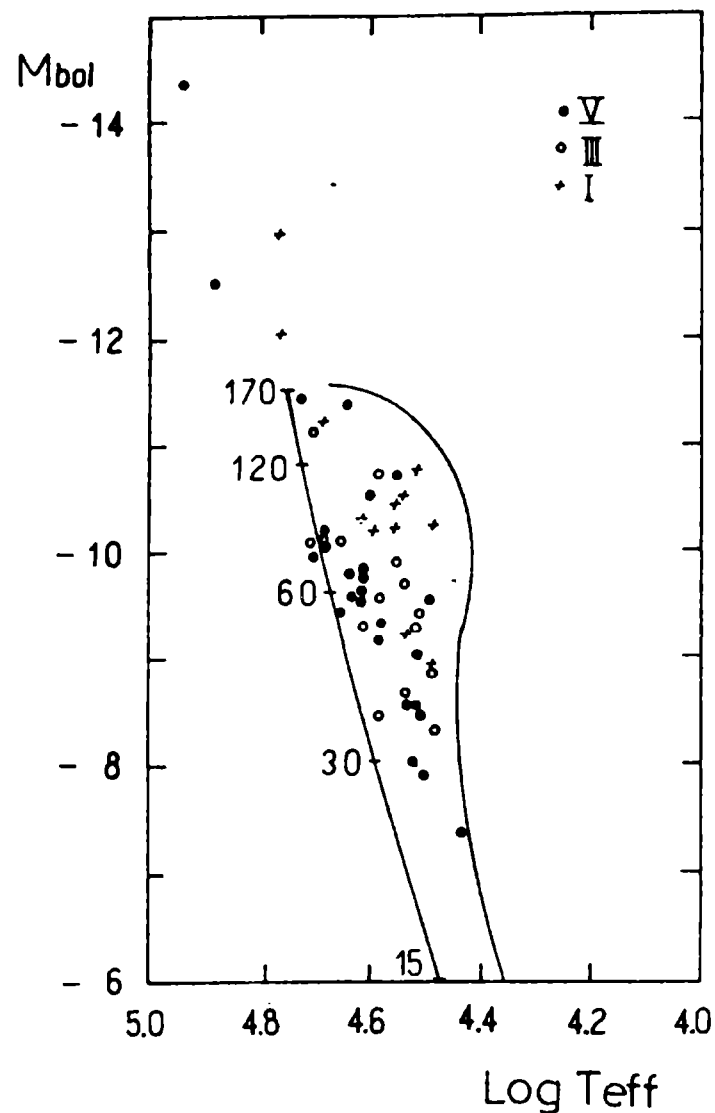


Figure 3: The bolometric absolute magnitude versus the effective temperature diagram for the Of stars. The location of the ZAMS and the masses of the stars on it according to Maeder (1984) are also plotted.

From Figure 3 the masses of the Of stars would correspond to values between 20 and 170 solar masses, if they would be on the main sequence. Mass loss eventually would reduce the star's masses by an amount of 20 to 30%.

The distribution of the Of-stars in the HR diagrams suggests that they have already evolved from the ZAMS (Feinstein et al., 1986), and in all cases the open clusters having stars with Of characteristics should not be older than 5.5×10^6 yr.

It is expected that the number of Of-type stars would

increase in the future if spectroscopic research in fainter and bluer open clusters having 0 stars will be more detailed classified.

Appendix A

Of-type stars as members of open clusters

Cluster	Name	V	B-V	U-B	S. Type
IC1805	15558	7.81	0.52	-0.56	05III ₊ (f)
	15570	8.10	0.70	-0.40	04If ⁺
	15629	8.42	0.43	-0.62	05V((f))
IC1848	17505	7.06	0.40	-0.64	06.5V((f))
	17603	8.45	0.65	-0.42	07.5Ib(f)
IC2944	101131	7.16	0.05	-0.88	06V((f))
	101190	7.32	0.06	-0.83	06V((f))
	101205	6.48	0.07	-0.82	07IIIn((f))
	101223	8.08	0.17	-0.72	08V((f))
	101298	8.07	0.09	-0.82	06V((f))
NGC2244	46150	6.76	0.13	-0.82	05V((f))
	46223	7.28	0.22	-0.77	04V((f))
NGC2264	47839	4.67	-0.25	-1.06	07V((f))
NGC2467	64568	9.39	0.11	-0.86	03V((f))
CR228	93130	8.04	0.27	-0.71	06III(f)
	93222	8.08	0.08	-0.84	07III((f))
	93632	8.39	0.29	-0.73	04III(f)
TR14	93128	8.84	0.25	-0.74	03V((f))
	93129AB	6.97	0.16	-0.78	03If ⁺
	93160	7.82	0.17	-0.77	06III(f)
	93161	7.82	0.21	-0.70	06.5V((f))
TR16	-58°2620	9.40	0.17	-0.75	06.5V((f))
	93250	7.37	0.16	-0.85	03V((f))
	303308	8.17	0.12	-0.84	03V((f))
	-59°2600	8.61	0.21	-0.78	06V((f))
	-59°2603	8.77	0.14	-0.79	07V((f))
	112	9.29	0.32	-0.72	04.5V((f))
TR18	97434	8.08	0.13	-0.82	07.5III(n)((f))
C1715-387	LSS4067	11.16	1.54	0.37	04f
	6	11.64	1.54	0.35	05f
NGC6193	150135	6.89	0.17	-0.80	06.5V((f))
	150136	5.62	0.16	-0.79	05III:n(f)
HOGG22	150958	7.29	0.32	-0.66	06.5Ia(n)f+
NGC6231	151804	5.22	0.07	-0.84	08Iaf
	152233	6.56	0.14	-0.80	06III:(f)p
	152248	6.16	0.12	-0.82	07Ib:(n)(f)p
	152408	5.77	0.14	-0.75	08:Iafpe
	326331	7.71	0.14	-0.75	07.5IIIn((f))
NGC6334	156738	9.36	0.90	-0.14	06.5III(f)
	319699	9.63	0.80	-0.24	05V((f))
	319702	10.16	0.93	-0.12	08III((f))
	319703A	10.71	1.14	0.04	07.5III((f))

Appendix A (cont.)

NGC6530	164794	5.97	0.03	-0.91	04V((f))
NGC6604	167971	7.50	0.77	-0.38	08Ib(f)p
	168112	8.52	0.69	-0.40	05III(f)
NGC6611	168075	8.76	0.45	-0.69	06V((f))
	168076	8.20	0.46	-0.70	04V((f))
	-13°4927	9.53	0.84	-0.32	07Ib(f)
NGC6823	186980	9.97	0.69	-0.42	07.5III((f))
	+23°3782	9.34	0.56	-0.52	07V((f))
NGC6871	190429A	6.61	0.16	-0.80	04If+
	190864	7.76	0.20	-0.78	06.5III(f)
NGC6913	192639	7.11	0.35	-0.63	07Ib(f)
	193514	7.38	0.45	-0.51	07Ib(f)

4- WR stars: characteristics.

The Wolf-Rayet spectra are dominated by strong and broad emission lines. These emission lines correspond to ions of He, N, C and O, on a continuous spectra. They are classified in two groups according to the lines which appeared in the spectra: a) the WN stars in which the emission lines of ions of He and N dominated, and b) the WC stars in which ions of He, C and O are seen. Absorption lines are generally not visible in both types, with the exception of very few WN stars. Both classes, WN and WC, seem to differ in composition from one another, the WN have more N and the WC more C and O, than the other class. Also, these groups can be ordered in sequences with numerical subtypes, but there is no evidence that these sequences correspond to a monotonic change in any physical parameter, like T_{eff} or $\log g$ (see Abbott and Conti, 1987).

From the strong emission lines it is expected that these stars have significant mass loss, which suggests that there are in a post main sequence state of evolution, perhaps evolving from a massive star.

5. WR stars in open clusters

An analysis of the WR stars in open clusters and associations was presented by Lundstrom and Stenholm (LS) (1984), who concluded that 10% to 30% of the galactic WR are probably members of open clusters and a larger number are members of OB associations. About 157 WR are classified in our Galaxy (van den Hucht et al., 1988). Their membership to open clusters are not always clear due to the fact that their magnitudes and colors are very much altered by the influence of the strong emission lines, which introduce difficulties in locating them in the color-magnitude diagram. A narrow-band photometric system, defined specially for these stars, has been started to apply by Smith (1968), and later by other authors. With this method it is possible to derive their intrinsic parameters.

LS listed 15 WR stars as members or probably members of open clusters, but this number increased to about 21 WR in a more recent paper of van den Hucht et al. (1988). However, there are a few more which would be dubious members of open clusters.

Comparing in Figure 4 the open clusters having Of stars with those with WR stars, those clusters with Of stars have much brighter apparent magnitude stars than clusters with WR stars. Therefore, it becomes evident that the young open clusters with WR stars, but without Of objects have more interstellar absorption than those having both type of stars, or only Of objects. This could be explained by a selection effect due to the difficulty of detecting Of stars in faint or more distant clusters. It appears obvious that stars with WR characteristics are easier to found, as their emission lines are stronger and wider than the weak emission lines of the Of stars. Furthermore, our results suggest that Of stars might be more numerous than WR objects. It may be possible than clusters showing only WR objects might have also Of stars as members, but they would be not easy to discover.

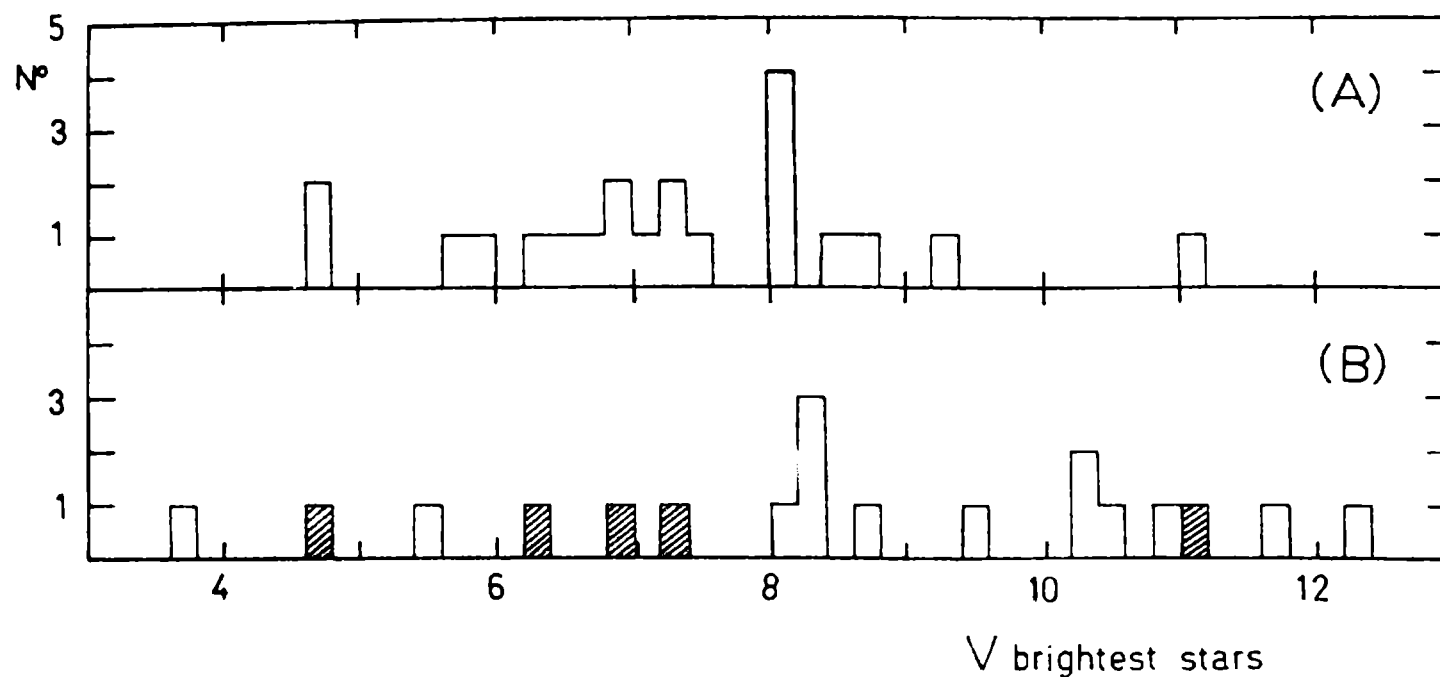


Figure 4: a) Histogram of the apparent visual magnitude of the brightest star of open clusters with Of. b) The same for open clusters with WR stars. Cross-hatched bars indicate clusters having Of and WR stars.

In a composite color-magnitude diagram with the brightest stars of very young open clusters it appears obviously a larger percentage of Of stars in comparison to WR stars (Figure 4).

The process which originate the WR stars has been the subject of many papers. To mention the more recent one, van den Hucht et al. (1988) indicated that in general the WR stars descend from O-type stars with initial masses $M > 25 M_{\odot}$, but for the WC stars the progenitors have masses greater, that is $M > 35 M_{\odot}$. These results were confirmed by Vazquez and Feinstein (1989), who found that late WN and late WC stars have initial masses greater than $50 M_{\odot}$, while the early WN objects preferentially result from less massive stars. In conclusion, the WR phase would be one stage of evolution for stars more massive than $40-50 M_{\odot}$, being the Of-objects a possible transition phase.

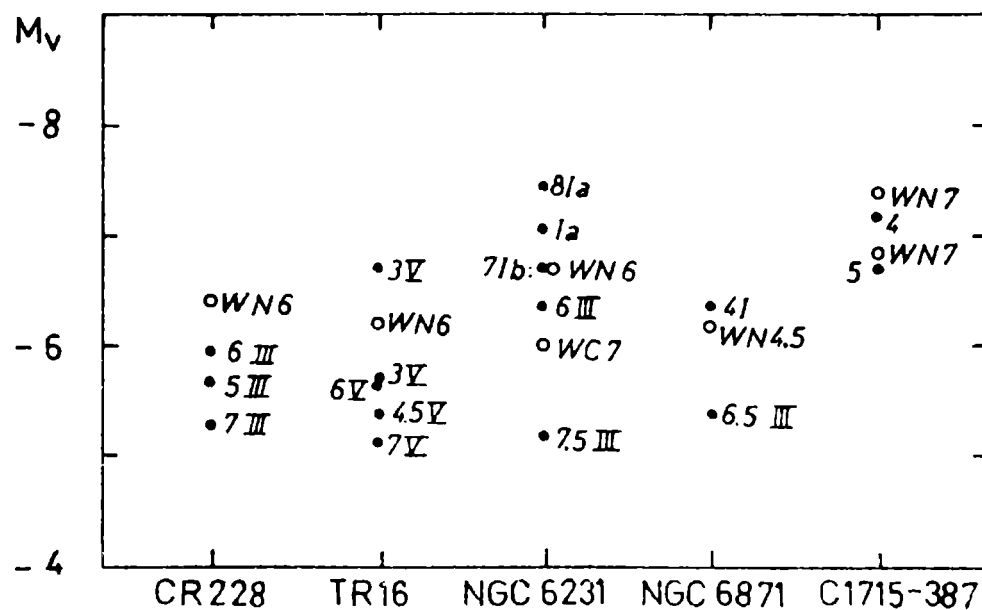


Figure 5: The absolute magnitudes of Of and WR stars belonging to open clusters with both types of objects. The letter O is not included for the Of stars.

6. Be-type stars: characteristics.

The Be-type stars are defined as "non-supergiants stars of spectral type B which display at some times hydrogen lines in emission" (Collins, 1987). The Balmer line $H\alpha$ is the strongest emission line, but in the cases when this line is very strong, also are seen in emission the $H\beta$ and $H\gamma$ lines. These stars display sometimes irregular variations in the structure of the line profiles as much as in the intensity of the emission, which sometimes disappears. These photometric variations are displayed in short and long time scales. All these phenomena can be interpreted by changes in the continuum energy distribution of its circumstellar envelope. The presence of this material around the star can be explained by either one or both of the following causes: a) evolutionary effects of stars being in the core-contraction stage of the evolutionary phase following the hydrogen exhaustion of the core, b) stars which rotates

very rapid, near the critical velocity at which centrifugal force balances gravitational attraction. The measurement of rotation velocities in Be stars confirms that many are rotating very fast.

The survey of the field Be stars indicates a greater maximum distribution at spectral type B2 (Jaschek et al., 1983), and another smaller one at about spectral type B7-8. Some emission-line O- and A-type stars are assumed to be associated to this group of stars.

7. Be-type stars in open clusters.

A list of 121 Be-type stars belonging to 50 open clusters has been compiled (Appendix C). All they have photometric UBV data and spectral types in the MK system. In this list are only included stars which were classified as being on the main sequence or very near it according to the definition of Be stars.

The distance modulus and the mean color excess for each cluster where the Be stars are assumed to be members allow us to obtain the absolute magnitude and the intrinsic color indices of each Be star.

Appendix B
WF stars in open clusters

Cluster	Name	Classification
Cr 121	HD 50896	WC6
Ru 44	HD 65865	WN4.5+O8
Cr 173	HD 38273	WC8 + O9I
Bo 7	CD-454482	WN7
Bo 10	HD 92809	WC6
Cr 228	HD 93131	WN7+a
Tr 19	HD 93152	WN7+a
NGC 3603	HD 97950	WN6+O5
Hogg 15	HDE 311884	WN6+O5V
C1309/10-624	G305IRS44	WC8
Pi 20	LSS 3329	WN6
NGC 6231	HD 151932	WN7
	HD 152270	WC7+O5-8
C1715-387	LSS 4065	WN7
	LSS 4084	WN7
Pi24	HD 157504	WC7+O7-9
Tr 27	LSS 4261	WN7+WC7
	105	WC9
Bo 14	Ve2-45	WC9
Do 33	Vy1-3	WN7
NGC 6871	HD 190918	WN4.5+O9.5Ib:
Be 86	HD 193576	WN5+O6
Ee 87	St 3	WO2
Ma 50	HD 219460	WN4.5+B1III

Appendix C

Be stars with UBV data as members of open clusters

Cluster	Star	V	B-V	U-B	Spec.Type	Remarks
NGC 457	13	11.29	0.28	-0.49		
	128	9.63	0.38	-0.54	B8 Ve	-57°248
	153	9.49	0.26	-0.55	B0 IVe	-57°243
NGC 581	236889	9.47	0.29	-0.42	B1.5 Vpe	-57°240
	87	11.35	0.26	-0.39	B3 V	
	178	10.04	0.19	-0.58		
	76	11.48	0.22	-0.30		
NGC 663	141	10.65	0.65	-0.34	B0 Vne	
NGC 869	309	9.62	0.32	-0.70	B1 IIIe	56°484
(h Persei)	566	9.62	0.19	-0.66	B1 Vpe	56°493
NGC 884	1702	9.30	0.46	-0.56	B1.5 IIIe	56°548
(chi Per)	2088	9.45	0.32	-0.65	B1.5 Vne	56°583
	14422	9.03	0.50	-0.65	B1 Vpe	56°565
	2165	8.66	0.40	-0.62	B1 Vne	56°566
	2284	9.68	0.40	-0.59	B1 Vne	56°573
NGC 957	4	9.86	0.58	-0.32	B1 V	56°657
	7	11.13	0.66	-0.38	B3 V	
	11	11.99	0.54	-0.28		
TR 2	18080	9.38	0.28	-0.06	B7 V	
NGC 1893	43	11.53	0.14	-0.68		
Alfa Per	21551	5.83	-0.03	-0.33	B7 V no en.	HR1051
	22192	4.23	-0.06	-0.58	B5 IIIe-shell	
	25940	4.04	-0.02	-0.58	B4 Ve	MX Per
Pleiades	23302	3.71	-0.11	-0.41	B6 IIIe	17 Tau
	23480	4.18	-0.06	-0.43	B6 IVe	23 Tau
	23630	2.87	-0.09	-0.34	B7 IIIe	Eta Tau
	23862	5.09	-0.08	-0.28	B8(V)e-shell	Pleione BU Tau
NGC 1860	34°1113	9.23	0.05	-0.69	B2 (III)e	
(M36)	245493	8.63	0.02	-0.73	B2 (III)e	33°1103
NGC 2244	33	11.95	0.34	-0.25	B6 Vne	
CR 121	48917	5.29	-0.13	-0.92	B2 Ve around	FT CMA
	58978	5.64	-0.12	-1.05	B0 IVpe around	FY CMA
NGC 2421	LSS579	11.48	0.24	-0.40	B7:	
	SS141	10.91	0.31	-0.32		
	SS142	12.24	0.26	-0.36		
NGC 2422	60855	5.68	-0.13	-0.74	B2 IV:e	
NGC 2439	6	10.48	0.21	-0.61		
	89	11.29	0.21	-0.27		
	81	11.30	0.16	-0.58		
NGC 2451	61925	5.99	-0.04	-0.45	B5 IIIne	
NGC 2453	40	12.88	0.38	-0.38	B5 (V)e	
RU 44	LS885	10.98:	0.34:	-0.62	B0 Ve far fr. nucl.	-21°5154
NGC 2516	86194	5.76	-0.08	-0.80	B2 Vne	
	65663	6.77	0.00	-0.27	B7 V	Cox A
	60.868	9.01	0.02	-0.09	(B9p)	COX 41
NGC 3105	7	13.25	0.99	0.42	B2:e	
IC 2581	302840	9.80	0.20	-0.62	B0.5 Ve	No.4
	302842	9.60	0.27	-0.70	B1 Ve	No.7
	90187	8.81:	0.25	-0.75:	B1 IIIne	LSS 1524
	303075	9.90	0.13	-0.82	B1 IVne	backgr.? -57°3490
	32	12.87	0.20	-0.16	B8 Ve	
Tr 15	93180	8.58	0.33	-0.82	B0:IV:pe	
Cr 228	305515	10.35	0.09	-0.59	B1.5 V sn	Fe 44
	305533	10.32	0.13	-0.51	B0.5:Vnn+shell	Fe 7
Tr 16	5	10.83	0.24	-0.67	B2:Vn +weak shell ?	

NGC 3768	100856	8.58	0.01	-0.81	B2 IVp(e)	
	-60.3157	8.58	0.07	-0.63	B2 III	
	-60.3125	9.06	-0.07	-0.60	B2 IVne	
	-60.3128	8.46	-0.04	-0.64	B2 IV-V	LSS 2400
	-60.3149	10.33	0.03	-0.50	B4 Vne	
	-60.3126	9.26	0.01	-0.61	B1.5 Vn	
	-60.3122	10.00	0.04	-0.21	Be npe	shell
	306797	9.58	0.00	-0.58	B5	
	306798	9.45	-0.01	-0.62	B2 V	
IC 2944	308819	10.08	0.14	-0.22	B9 p(e)	
STOCK 14	101794	8.67	0.04	-0.76	B0.5 IVne	
NGC 4103	-60.3743	9.19	0.21	-0.70	B0: e	small beta
NGC 4463	108719	8.41	0.21	-0.63	B III e?	
NGC 4755	-59.4531	10.82	0.19	-0.55	Bnn	
	-59.4540	9.58	0.22	-0.59		
	-59.4546	9.73	0.22	-0.72	B2 IVne	
	-59.4553	9.72	0.20	-0.63	B1.5 pne	
	-59.4558	10.04	0.13	-0.61	B1 V	
	-59.4559	9.98	0.22	-0.65	B2 IVne	
	II-24	10.31	0.16	-0.62	B0 V	BV Cru
NGC 5168	-60.4735	10.36	0.13	-0.40	B III e?	
NGC 5281	119682	7.98	0.13	-0.88	e?	
NGC 6025	143448	7.30	-0.05	-0.76	B3 IVe	-60°5348
NGC 6087	14	9.70	0.09	-0.26	B8 Ve	small beta -57°7791
NGC 6167	330950	9.49	0.51	-0.51	B1 Ve	
NGC 6231	326327	9.74	0.27	-0.60	B1.5 IVe-shell	
NGC 6383	317861	9.83	0.24	-0.40	Be:Vne	
	24	11.35	0.18	-0.25	B8 VNe	
NGC 6530	152	10.51	0.11	-0.58	B3 Vn	
(M 9)	315032	9.18	0.04	-0.75	B2 Vne	161
	315023	10.08	0.15	-0.64	B2.5 Ve	W55
	-24°13829	9.03	0.10	-0.71	B1.5 Vne	176
	-24°13830	9.86	0.18	-0.65	B2 Ve	180
	184	9.66	0.07	-0.66	B1 Ve	
	W61	10.29	0.12	-0.61	B2 Ve	
	164906	7.42	0.16	-0.76	B0 IV pne	193
	-24°13831	10.14	0.11	-0.65	B2 Vpe	192
	197	10.45	0.15	-0.61	B2 Ve	
	202	10.69	0.10	-0.56	B2.5 Ve	
	315024	9.56	0.06	-0.78	B2.5 Ve	204
	-24°13837	9.39	0.07	-0.72	B1 Ve	W80
	210	10.49	0.13	-0.61	B2.5 Vne	
	-24°13840	9.75	0.16	-0.58	B2 Vne	215
	-24°13844	10.81	0.09	-0.52	B2.5 Vne	230
	164947	8.88	0.06	-0.56	B2 IVe	W100
	315095	10.81	0.25	-0.45	B2.5 Ve	256
NGC 6611	210	11.41	0.49	-0.58	B1.5 V(e)	
	-13°4928	9.94	0.60	-0.50	B0.5 Vne	280
	351	11.30	0.46	-0.56	B1 Vne	
	503	9.83	0.50	-0.72	B0e	
IC 4725	-19°6889	10.16	0.43	-0.18	B7 Vne	44
NGC 6709	10	10.88	0.19	-0.08	B9: V(e)	
NGC 6823	8	11.84	0.75	-0.29	B0 V:pe	
	E4	10.42	0.78	-0.30	B0 IVe	
NGC 6830	345105	10.44	0.38	-0.15	B6 IVe	
NGC 6871	227611	8.82	0.35	-0.70	B0pe	35°3950
TR 37	239712	8.56	0.44	-0.35	B3 Vnpe	57°2354
	57°2358	10.12	0.33	-0.33	B3 Vnnpe	
	206773	6.79	0.22	-0.84	B0 Vnnpe	57°2374
	57°2376	9.74	0.30	-0.38	B2.5 Vpne	
	239753	9.50	0.24	-0.57	B2 IV:nnpe	58°2320
NGC 7160	208392	7.04	0.26	-0.56	B1 IV	EM Cep
NGC 7380	4	10.19	0.40	-0.12	B6 Vne	57°2615
NGC 7654	778	11.90	0.56	-0.02	Be	
	930	11.57	0.51	-0.11	Be	
	989	11.85	0.41	-0.06		

Then, in the observed color-color diagram (Figure 6) are plotted all the Be stars (Feinstein, 1987), which shows clearly that with a few exceptions all are located away of the main sequence. On the other hand, in the intrinsic color-color diagram (Figure 7), many stars are situated to the right of the main sequence suggesting an additional reddening besides that of the cluster in which it is member. In an intrinsic color $(B-V)_0$ versus absolute magnitude M_v diagram (Figure 8), most of the stars are also to the right of the main sequence band. However, a few are to the left which may be due to various facts: a) errors in the measurements due to the contamination from a bright nebula in the field of the star, or b) wrong corrections of the color indices or perhaps, c) very blue open clusters with stars having abnormal intrinsic colors.

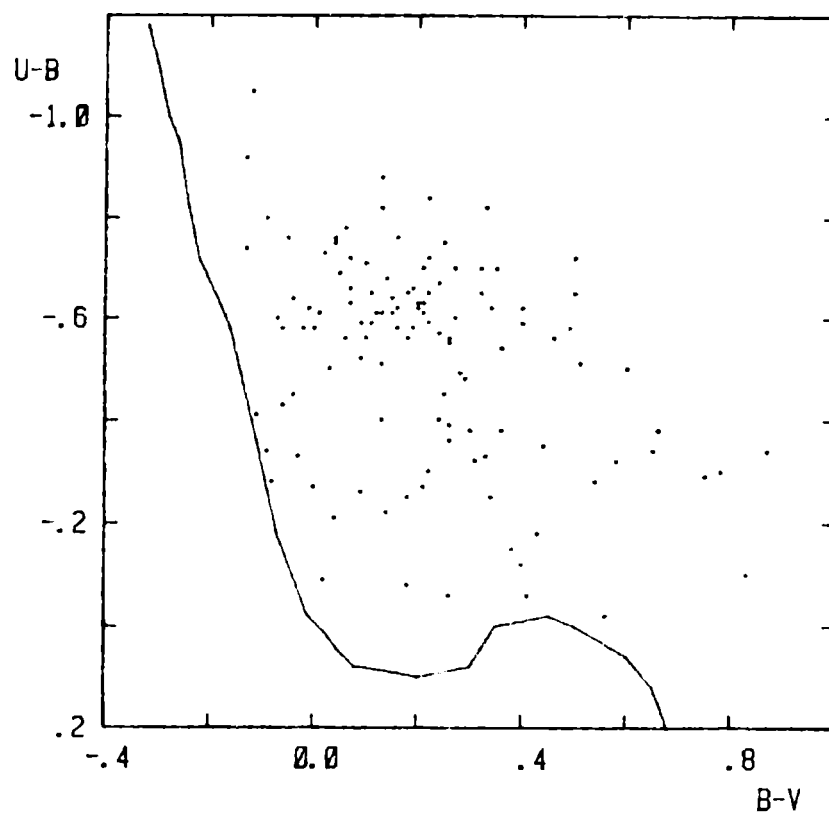


Figure 6: The observed two-color indices diagram for the Be stars in open clusters.

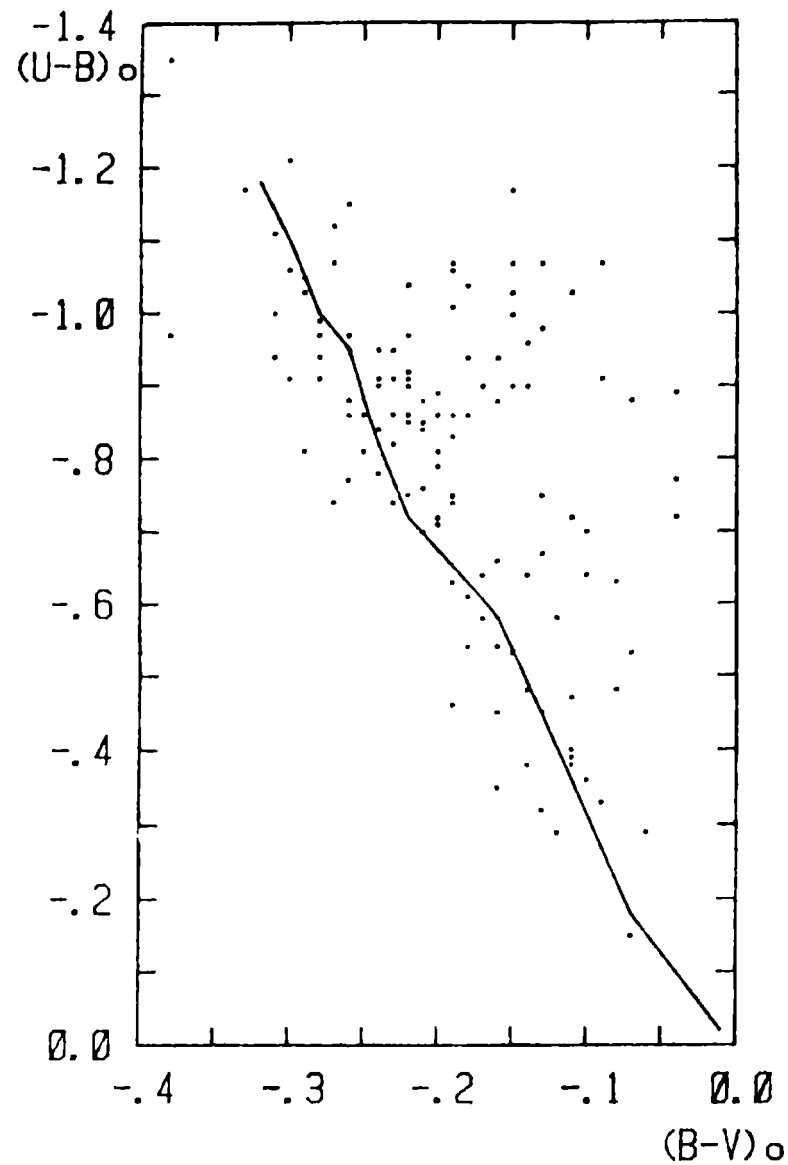


Figure 7: The intrinsic two-color indices diagram for the Be stars in open clusters using values derived from the cluster data.

The additional color excesses for the stars to the right of the main sequence are assumed to be due to their circumstellar envelopes. Some of the more luminous stars are in the range up to 0.3 magnitudes farther in $(B-V)_0$ from the main sequence. It seems that the higher the absolute magnitude, the larger is the possible range in the color excess $E(B-V)$ due to the circumstellar material. The same conclusion becomes evident in the $(U-B)_0$ versus M_v diagram (Figure 9).

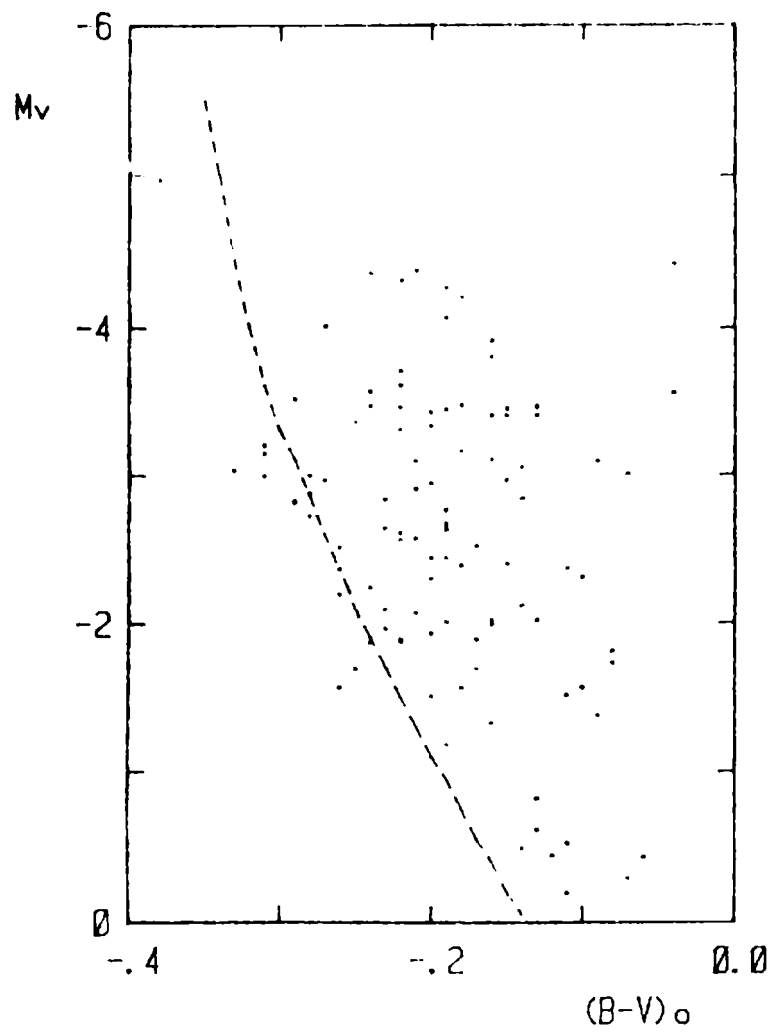


Figure 8: The intrinsic color-absolute magnitude diagram of Be stars belonging to open clusters. The ZAMS of Schmidt-Kaler (1982) is also included.

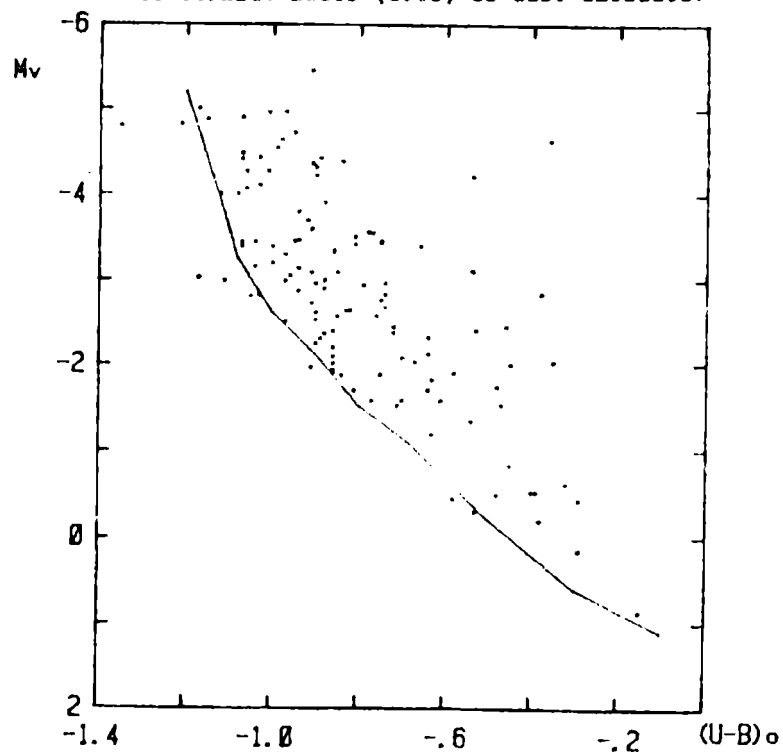


Figure 9: The intrinsic color-absolute magnitude diagram of Be stars belonging to open clusters. The ZAMS of Schmidt-Kaler (1982) is also included.

In Figure 10 is plotted the histogram of the number of Be stars in open clusters according to the age of the cluster where these stars are located. The ages listed by Lyngå (1985) were employed. It is found that a maximum distribution corresponds to ages about $\log t = 7.4$, that is $t = 2.5 \times 10^7$ years old, but clusters from 10^6 to 10^8 years old have Be stars. The particular case of the young open cluster NGC 6530 with the largest number of bright Be stars is also indicated in the same figure.

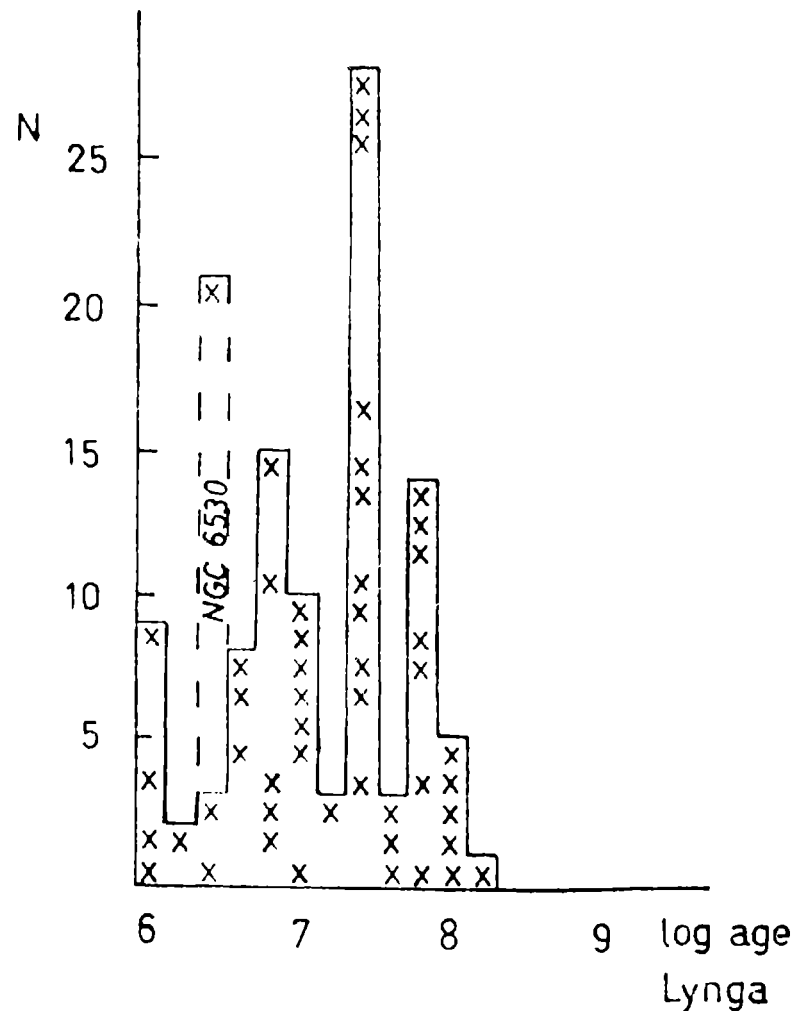


Figure 10: The number of Be stars in open clusters according to the age of the cluster (Lyngå, 1985).

8. Conclusion

From the above analysis of the Of, WR and Be stars, all they appear to be related with some state of the stars during their evolution away from the main sequence.

In Figure 11 are plotted all the bright stars which are members of open clusters, and with absolute magnitudes $M_v < -5.5$. The O-type stars are plotted by a number which gives the sub class corresponding to the O-type. In the same figure the WR stars are underlined, and the Of-stars are inside a square. A few Be-type stars are encircled. The location of the ZAMS (Vazquez, 1989) is also drawn.

All the O, the WR and Of stars have intrinsic color indices smaller than $(B-V)_0 = -0.3$. Mostly of the very bright stars, $M_v < -6.5$ are of Of-type. Consequently, the Of stars would be the more common objects among the very bright stars. Also it becomes clear that these objects are nearby the ZAMS, indicating that they are the result of some processes produced after the stars leave the main sequence, or perhaps coming back from the red stage. The location of the WR stars is more difficult to explain as the intrinsic UBV colors and magnitudes are affected by the strong emission lines.

In conclusion, the Of- and WR-types are spectral classifications assigned to very hot and luminous stars with emission lines, but in different evolutionary states. On the other hand, the Be-type corresponds to less luminous stars with smaller temperatures. It would be interesting to know if these types of emission-line stars are whether different aspects of the same phenomenon or different kind of conditions in the stars themselves.

Appendix A listtes all the Of stars which are assumed to be members of open clusters at the time this paper os written (February 1990). The WR stars are included in Appendix B and the Be stars in Appendix C.

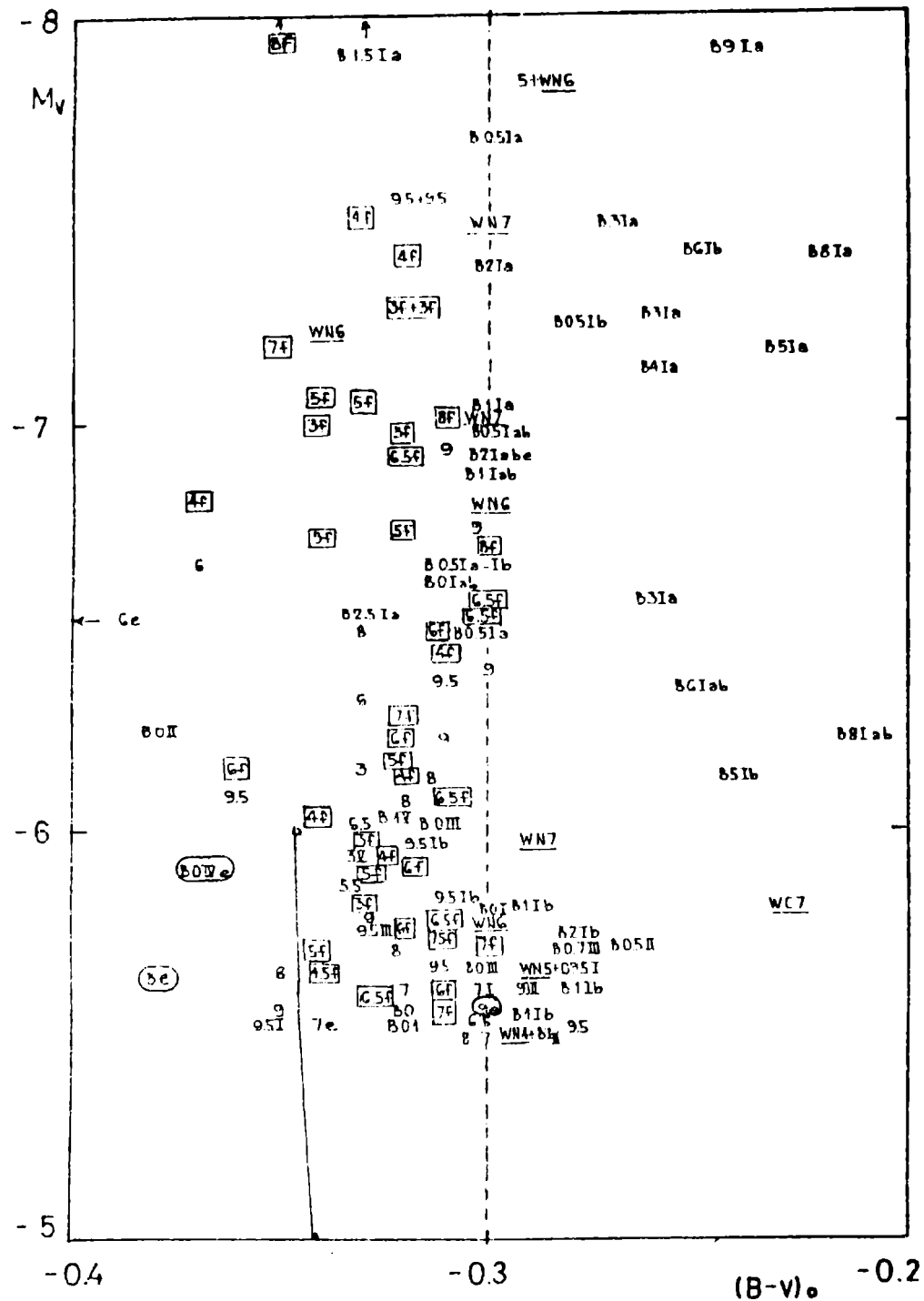


Figure 11: The intrinsic color-absolute magnitude diagram for stars in open clusters brighter than $M_v = -5.5$ and with BK spectral types. The O-type stars have not included the letter O. For Of stars the spectral type is shown within a square; the WR stars are underlined and Be stars are encircled. The ZAMS from Vazquez (1989) is also drawn.

REFERENCES

- Abbott, D.C. and Conti, P.S. 1987, *Ann. Rev. Astrophys.* 25, 113.
 Collins, G.W. 1987, in *Physics of Be stars*, IAU Colloquium 92, eds. Slettebak, A. and Snow, T.P. (Cambridge University Press, Cambridge), p.3.

- Conti, P.S. and Leep, E.M. 1974, *Astrophys. J.* **195**, 113.
- Feinstein, A. 1987, in *Physics of Be stars*, IAU Colloquium 92, eds. Slettebak, A. and Snow, T.P. (Cambridge University Press, Cambridge), p. 500.
- Feinstein, A.; Vazquez, R.A. and Benvenuto, O. 1986, *Astron. Astrophys.* **159**, 223.
- Garmany, C.D.; Conti, P.S. and Chiosi, C. 1982, *Astrophys. J.* **263**, 777.
- Jaschek, C. and Jaschek, M. 1983, *Astron. Astrophys.* **117**, 357.
- van der Hucht, K.A.; Hidayat, B.; Admiranto, A.G.; Supelli, K.R. and Doom, C. 1988, *Astron. Astrophys.* **199**, 217.
- Lyngá, G. 1985, *Catalogue of open clusters*, Lund Observatory.
- Lundstrom, I. and Stenholm, B. 1984, *Astron. Astrophys. Suppl.* **58**, 163 (LS).
- Maeder, A. 1984, in *Observational tests of the stellar evolution theory*, IAU Symposium 105, eds. Maeder, A.; Renzini, A. (Reidel, Dordrecht).
- Schmidt-Kaler, Th. 1982, In *Landolt-Bornstein VI/2b*.
- Smith, L.F.. 1968, *Monthly Not. R. Astron. Soc.* **140**, 409.
- Vazquez, R.A. 1989, *Thesis*, Universidad Nacional de La Plata.
- Vazquez, R.A. and Feinstein, A. 1989, in *Latin-American IAU Symposium*, Gramado, Brasil, October 1989, in press.
- Walborn, N.R. 1972, *Astron. J.* **77**, 312.
- Walborn, N.R. 1973, *Astron. J.* **78**, 1067.

EL GRUPO DE BINARIAS DEL OBSERVATORIO DE CORDOBA

THE WORKING GROUP ON BINARY STARS OF THE CORDOBA OBSERVATORY

R.F. SISTERO

Observatorio Astronómico de Córdoba

RESUMEN: Se describe sucintamente este grupo de trabajo del Observatorio Astronómico de Córdoba. El mismo centra sus actividades en la observación fotométrica de sistemas binarios eclipsantes y en su interpretación física. Asimismo se utilizan técnicas espectroscópicas que complementan a los datos fotométricos para la determinación de parámetros absolutos.

ABSTRACT: This working group of the Astronomical Observatory of Córdoba is summarily described here. This team centers its activities around the photometric observation of eclipsing binary systems and their physical interpretation. At the same time spectroscopic techniques are used to complete the photometric data for the determination of absolute parameters.

INTRODUCCION

El estudio de sistemas binarios cerrados, es decir pares de estrellas cuyas separaciones son comparables a sus tamaños, tiene antecedentes ocasionales en el Observatorio de Córdoba desde la época de su fundación. Cuando se realizaron los trabajos de determinaciones

visuales de magnitudes para la Uranometría Argentina se descubrieron algunas estrellas de brillo variable, y posteriormente se confirmaron parte de ellas como variables eclipsantes. Uno de los ejemplos más notables es la hoy denominada RS en la constelación de Sagitario que fue descubierta entre 1870 y 1871 por B. Gould, quien estimó correctamente su período (orbital). Estos datos se consignaron en el catálogo de la Uranometría Argentina, pág. 288, de 1879.

Pasaron muchos años antes que en el Observatorio de Córdoba se iniciaran los estudios específicos sobre estrellas binarias. Esto ocurrió hacia mediados de la década del 40 con el advenimiento del Telescopio Reflector de Bosque Alegre de 1.54 m de abertura, y el Espectrógrafo I de red adosado a su foco Cassegrain. Esta época, en realidad, marca el comienzo sistemático de la Astrofísica en el país, no sólo de sistemas binarios estelares. Deben reconocerse, sin embargo, los antecedentes pioneros de C.D. Perrine con sus estudios posibilitados por el Reflector de 76 cm en el área de las nebulosas extragalácticas y de la espectroscopía estelar.

En la época mencionada, de los años 40, el Dr. J. Sahade desarrolló una intensa labor, basada en observaciones espectrográficas, de sistemas binarios eclipsantes. También en la era de Bosque Alegre, algo después, realizó estudios espectrográficos de sistemas binarios el Dr. J. Landi Dessy; algunos de ellos en colaboración con el Dr. J. Sahade. El Sr. J. Albarracín fue un importante colaborador de ambos, en la observación y posterior estudio espectroscópico de estos sistemas.

El Dr. Sahade se alejó del Observatorio de Córdoba a mediados de la década del 50 y el Dr. Landi continuó trabajando en espectroscopía, aunque no orientado al estudio de binarias.

No hay antecedentes en Córdoba, y en el país, de estudios fotométricos de binarias eclipsantes anteriores al año 1965. Una excepción la constituye el estudio de algunas binarias en las Nubes de

Magallanes realizadas parcialmente con métodos fotográficos por Landi y Dartayet, en sus trabajos cuya finalidad fue el estudio de Cefeidas en las nubes.

El Grupo de Binarias

Los estudios fotométricos de binarias eclipsantes (y de fotometría fotoeléctrica en el Observatorio de Córdoba) los inició el que suscribe este informe en el año 1965. El estudio de binarias fue sugerido originalmente como tema de trabajo (espectroscópico!) de Tesis por el Dr. J. Sahade, entonces Director del Observatorio de La Plata. Así comenzaron las observaciones fotoeléctricas UBV y en banda angosta de δ Velorum en el Observatorio de Cerro Tololo, cuando su equipamiento era un reflector de 16 pulgadas en casilla de madera. Previamente se realizó un curso de fotometría con los profesores A.G de Moreno y H. Moreno en el Observatorio de Cerro Calan en Santiago, de la Universidad de Chile. En el mismo Cerro Tololo, en 1965, se comenzaron los primeros análisis clásicos de curvas de luz de binarias eclipsantes con el Dr. J. Irwin. Posteriormente se continuaron en Filadelfia en el grupo de F.B. Wood, donde estaban R.E. Wilson, E. Devinney, K.C. Leung, Y. Kondo, E. Guinan, etc. Debe mencionarse que entonces, 1966, Wilson y Devinney (tesista) comenzaron a desarrollar el método sintético computacional basado en el modelo de Roche, hoy universalmente conocido y adoptado como método W-D.

Hasta el año 1969 en realidad no existía grupo de trabajo en binarias. Durante ese año se incorporó M.E. Castore quien permaneció hasta su fallecimiento en 1978. También en 1969 se incorporó J.J. Clariá, quien como tesista en técnicas fotométricas solo observó binarias ocasionalmente, hasta que en 1974 se alejó del país. Posteriormente realizó su trabajo de licenciatura y doctorado E. Lapasset en el grupo de binarias. En esta época ya contaba el Observatorio de

Córdoba, en Bosque Alegre, con un fotómetro fotoeléctrico desarrollado bajo la dirección del Dr. Milone, y que fue de enorme utilidad para el grupo durante dos décadas, incluyendo observaciones realizadas con el mismo en el telescopio de 76 cm instalado por convenio de Córdoba y San Juan en El Leoncito. En esta época desarrolla una importante tarea de observación, reducciones, etc. el Sr. B. Candellero, actividad prolongada hasta el presente. E. Lapasset, como parte de su plan de doctorado se especializó en el método sintético de W-D bajo la dirección del propio R.E. Wilson, en Gainesville, Universidad de S. Florida. A su regreso el grupo se benefició con esta técnica, y fue uno de los primeros grupos en disponerla fuera del de Wilson. En 1980 regresan al país E. Lapasset y J.J. Clariá realizando una intensa labor en el campo de las binarias. Realizó su tesis en el grupo de Binarias M.A. Cerruti, hoy en el IAFE. Realizaron también sus trabajos de licenciatura S. Marton y A. Grieco y J.G. Funes bajo la dirección de E. Lapasset. También elaboró su tesis en el grupo S.L. Lipari y su trabajo de licenciatura M.N. Gómez.

La orientación de los trabajos del grupo es esencialmente observacional. Como se mencionó con anterioridad los estudios se basan en el análisis de curvas de luz con métodos que van desde los clásicos de Russell-Merrill y sintéticos W-D, incluyendo la última versión del análisis simultáneo de curvas de luz y velocidades radiales. Esta última versión fue incorporada al grupo por S. Marton, luego de una breve estadía con Wilson en Gainesville. Las principales contribuciones se han dado en la determinación de parámetros físicos de las componentes de sistemas binarios cerrados, o interactuantes, algunos de ellos en contacto profundo. Se hicieron aportes en la interpretación de distintos fenómenos de interacción entre las componentes, como efectos de proximidad, acreción de luminosidad por transferencia de materia, procesos evolutivos reflejados por las propiedades físicas de las componentes, la configuración del sistema, transferencia de materia y pérdida de momento angular. Con métodos estadísticos se pudieron

caracterizar los sistemas de configuración acoplada en distinta medida con sus parámetros de acople (o desacople) térmico. Con el estudio minucioso de los períodos orbitales se llegaron a establecer interesantes circunstancias evolutivas de sistemas próximos al contacto: en algunos casos se detectaron fases inestables durante el establecimiento del contacto y en otros el comienzo de transferencia de materia.

Se da una lista anexa de trabajos realizados por el grupo con la finalidad de describir en detalle las actividades del mismo.

Con sus trabajos el grupo logró establecer colaboración con los principales grupos, e investigadores líderes en el ámbito internacional. Al presente, y desde 1989, el becario cubano R. Fariñas está realizando una etapa de formación en Córdoba, como parte del plan de promover la Astronomía en los países de incipiente desarrollo en este sentido, impulsado por el Dr. J. Sahade durante su presidencia en la Unión Astronómica Internacional.

Uno de los miembros del grupo es Editor para el Hemisferio Sur del "Bibliography and Program Notes on Close Binary Systems", de la Comisión 42 de la U.A.I. desde 1977. El suscripto fue miembro del Scientific Organizing Committee del simposio sobre "Algols" llevado a cabo en Sidney, B.C., Canadá, en 1988 y fue designado "chairman" del Comité Organizador Local del Simposio N° 151 de la U.A.I. a realizarse en Córdoba en 1991 sobre el tema "Evolutionary Processes in Interacting Binary Stars".

Resumen de los trabajos del Grupo de Binarias del Observatorio de Córdoba

1. "S Velorum". Bol. A.A.A. 10, 1965. R.F. Sisteró.
2. "Ultraviolet Excess of the Secondary Component of S Velorum". PASP 80, 474, 1968. R.F. Sisteró.

3. "The eclipsing Binary V78 in Omega Centauri". IBVS 316, 1968, R.F. Sisteró.
4. "Times of Minima and Light Elements of S Velorum". IBVS 381, 1968.R.F. Sisteró.
5. "Investigación Fotométrica del Sistema Binario Eclipsante S Velorum". Tesis, IMAF, U.N.C. 1968, R.F. Sisteró.
6. "V-Observations and Light Elements of Omega Centauri V78", IBVS 402, 1968. R.F. Sisteró, C.R. Fourcade and J.R. Laborde.
7. "Photoelectric Times of Minimum of RR Centauri". IBVS 453, 1970. R.F. Sisteró and M.E. Castore de Sisteró.
8. "UBV and H-beta Photometry of the Eclipsing Binary S Velorum". Bull. Astron. Inst. Czech. 22, No 4, 188, 1971. R.F. Sisteró.
9. "HD 101799: A Completely Eclipsing W UMa System". IBVS 576, 1971. R.F. Sisteró and M.E. Castore de Sisteró.
10. "The W UMa System HD 101799". Bol. A.A.A. 17, 1971. R.F. Sisteró and M.E. Castore de Sisteró.
11. "UBV Light Variation and Orbital Elements of HD 101799". Astron. J. 78, 413, 1973. R.F. Sisteró and M.E. Castore de Sisteró.
12. "Velocidades Radiales de HD 101799". Bol. A.A.A. 19, 1973. R.F. Sisteró and M.E. Castore de Sisteró.
13. "Radial Velocity Curves of HD 101799". Astron. J. 79, 391, 1974. R.F. Sisteró and M.E. Castore de Sisteró.
14. "UZ Octantis". IBVS 888, 1974. R.F. Sisteró and M.E. Castore de Sisteró.
15. "Las Binarias W UMa: UZ Oct, HD 123732 y MW Pav". XXª Reunión A.A.A. (Bol. A.A.A. 20-26, 137, 1981), 1974. M.E. Castore, R.F. Sisteró and E. Lapasset.
16. "MW Pavonis". IBVS 917, 1974. E. Lapasset.
17. "TY Mensae". IBVS 1149, 1976. E. Lapasset.
18. "Modelos de Hot-Spot en Estrellas W UMa". Reunión A.A.A. 12, 1976. (Bol. A.A.A. 20-26, 339, 1981).

19. "UBV Light Variation and Orbital Elements of MW Pavonis". *Ap. Space Science* **46**, 155, 1977. E. Lapasset.
20. "Estudio en Fotometría UBV de TY Mensae". *Primera Reunión Latinoamericana de Astron. Publ. Depto. Astron. Univ. de Chile*, p. 244, 1978. E. Lapasset.
21. "Epsilon Corona Austrinae". *Astrophys. J.* **230**, 822, 1979. C. Hernández, J. Sahade and R.F. Sisteró.
22. "UZ Octantis: UBV Light Curves". *Astron. Astrophys. Suppl.* **38**, No 2, 1979. R.F. Sisteró, M.E. Castore de Sisteró and B. Candellero.
23. "HO Telescopii: Light Elements". *IBVS* **1666**, 1979. R.F. Sisteró and B. Candellero.
24. "BH Centauri". *IBVS* **1700**, 1979. R.F. Sisteró, B. Candellero and A. Grieco.
25. "RY Indi: Light Elements". *IBVS* **1713**, 1979. J.J. Clariá and R.F. Sisteró.
26. "Light Elements of V757 Centauri". *IBVS* **1703**, 1979. M.A. Cerruti.
27. "Fotometría UBV de la Fuente de Rayos X HD 153919 (3U 1700-37)". *Trabajo especial, IMAF, 1979*. A. Grieco.
28. "Fundamental Photometric Data for Two Contact Binaries: MW Pav and TY Men". *Astron. J.* **85**, No 8, 1098, 1980. E. Lapasset.
29. "Light Elements of AG Phe". *IBVS* **1830**, 1980. M.A. Cerruti.
30. "On S Velorum". *The Observatory* **100**, No 1037, 121, 1980. R.F. Sisteró.
31. "Análisis de la Fotometría en el Lejano Ultravioleta de Beta Lyrae". *Bol. A.A.A.* **26**, 74, 1980. E. Lapasset.
32. "UBV Photometric Data of V757 Cen". *IAU Data Center, IAU (27) RAS-70*, 1981. M.A. Cerruti.
33. "Método de Curvas de Luz Sintéticas Aplicado a UZ Oct". *Bol. A.A.A.* **26**, 78, 1980. E. Lapasset y R.F. Sisteró.
34. "RW Dor, Light Curve and Study of the Period". *IBVS* No 1960, 1980. S. Marton and A. Grieco.

35. "Fotometria Fotoeléctrica UBV de V758 Cen". Reunión A.A.A. 26, I24, 1980. S. Lípári.
36. "Progress on a Quantitative Model for Beta Lyrae". Astron. Astrophys. 95, 328, 1981. R.E. Wilson and E. Lapasset.
37. "CT Eri: Photometric Times of Minimum and Improved Period". IBVS 1973, 1981. E. Lapasset and J.J. Clariá.
38. "V758 Cen, Light Curve and Study of the Period". IBVS 1909, 1981. S. Lípári.
39. "Estudio Fotométrico del Sistema Binario Eclipsante V758 Centauri". Trabajo Especial, IMAF, U.N. Cba., 1981, S. Lípári.
40. "RW Dor, Curvas de Luz y Estudio de su Periodo". Reunión A.A.A. 27, 71, 1981. S. Marton y A. Grieco.
41. "Observaciones Fotométricas de Cinco Sistemas Binarios". Reunión A.A.A. 27, 72, 1981. S. Marton.
42. "Determinación de los Elementos Orbitales Fotométricos de V758 Cen Mediante el Método Clásico y Computacional de Wilson-Devinney". Reunión A.A.A. 27, 70, 1981. S. Lípári y R.F. Sisteró.
43. "Light Elements of W Gruis". IBVS 2012, 1981. M.A. Cerruti and M.A. De Laurenti.
44. "Light Elements of GG Vel". IBVS 2052, 1981. M.A. Cerruti.
45. "Análisis Fotométrico de las Binarias Eclipsantes RY Indi y ST Carinae". Bol. A.A.A. 27, 59, 1981. E. Lapasset y J.J. Clariá.
46. "Resultados Fotométricos Preliminares de Sistemas Binarios Cerrados". Bol. A.A.A. 27, 52, 1981. J.J. Clariá y E. Lapasset.
47. "UZ Octantis: Sobre el problema de la convergencia de las Soluciones por el Método de Wilson-Devinney". Bol. A.A.A. 27, 47, 1981. E. Lapasset y R.F. Sisteró.
48. "Photoelectric Minima Observations of the Eclipsing Binary ST Carinae". IBVS 2049, 1981. J.J. Clariá and E. Lapasset.
49. "Photoelectric Minima and Light Curves of the Eclipsing Binary VZ Librae". IBVS 2035, 1981. J.J. Clariá and E. Lapasset.

50. "Fotometría del Sistema de Contacto BH Centauri". Reunión A.A.A. 27, 67, 1981. R.F. Sisteró, A. Grieco y B. Candellero.
51. "Fotometría UBV y Análisis Clásico de V757 Centauri". Reunión A.A.A. 27, 68, 1981. M.A. Cerruti y R.F. Sisteró.
52. "Photometric Study of the Eclipsing Binary RY Indi and ST Carinae". P.A.S.P. 94, 524, 1982. E. Lapasset y J.J. Clariá.
53. "BR Muscae: A New Early-Type Contact Binary". Astron. Astrophys. Suppl. 50, 13, 1982. J.J. Clariá and E. Lapasset.
54. "The Close Binary V757 Centauri". P.A.S.P. 94, 189, 1982. M.A. Cerruti and R.F. Sisteró.
55. "The Early Contact System BH Centauri: UBV Photometry". Astrophys. Space Science 91, 1983. R.F. Sisteró, A. Grieco and B. Candellero.
56. "Investigación Fotométrica de Sistemas Binarios Interactuantes". Tesis. INAF, U.N. Cba. 1982, E. Lapasset.
57. "Fotometría DDO de la Componente Secundaria de S Velorum". Boletín A.A.A. 28, 66, 1984. (Reunión A.A.A. 28, 1982). R.F. Sisteró.
58. "Momentos Angulares de Binarias Eclipsantes". Boletín A.A.A. 28, 61, 1984. (Reunión A.A.A. 28, 1982). R.F. Sisteró y S. Marton.
59. "Investigación Fotométrica de Cinco Sistemas Binarios del Hemisferio Sur". E. Lapasset y J.J. Clariá. Publ. del Primer Encuentro de Astron. Iberoamericana, p. 64, 1983.
60. "Differential Correction Analysis of the UBV Photometry of UZ Octantis". E. Lapasset and R.F. Sisteró. Astron. Astrophys. 130, 97, 1984.
61. "The Angular Momentum of Eclipsing Binaries". Astrophys. Space Science 94, 165, 1983. R.F. Sisteró and S. Marton.
62. "FT Lupi: Study of the Period and Light Curve". Inf. Bull. Var. Stars 2422, 1983. S.L. Lipari and R.F. Sisteró.
63. "V758 Centauri: UBV Photometry". Astrophys. Space Sci. 103, 275, 1984. S. Lipari and R.F. Sisteró.

64. "Revised UBV Photometric Solution of the Early Type Contact System BH Centauri". *Astron. Journal* **89**, 872, 1984. K.C. Leung, D.S. Zhai, R.F. Sisteró, A. Grieco and B. Candellero.
65. "FT Lupi: Estudio de la Variación de Periodo y Curvas de Luz". *Reunión A.A.A.* **30**, 46, 1984. S. Lipari y R.F. Sisteró.
66. "UBV Photometric Analysis of V758 Centauri". *Astrophys. Space Sci.* **109**, 271, 1985. S. Lipari and R.F. Sisteró.
67. "Análisis de los Sistemas de Contacto con Desacople Térmico". *Reunión A.A.A.* **31**, 372, 1985. S. Lipari y R.F. Sisteró.
68. "Observaciones Fotoeléctricas y Análisis de Binarias Eclipsantes de Corto Período: AU Phoenicis, SY Horologii y VV Ceti". E. Lapasset y J.J. Clariá. *Rev. Mexicana de Astron. y Astrof.* **10**, 187, 1985.
69. "Análisis Espectro-Fotométrico de la Variable Elipsoidal V470 Cygni". J.G. Funes y E. Lapasset. *Boletín A.A.A.* **30**, 33, 1984.
70. "VZ Librae: Parámetros Fotométricos Fundamentales de una Binaria de Contacto". M.N. Gómez y E. Lapasset. *Bol. A.A.A.* **31**, 364, 1985.
71. "Los efectos Fotométricos Secundarios en las Configuraciones Estelares de Contacto". M.M. Gómez y E. Lapasset, *Bol. A.A.A.* **31**, 364, 1985.
72. "V508 Ophiuchi: Una Variable Peculiar". E. Lapasset y J.G. Funes, *Bol. A.A.A.* **31**, 413, 1985.
73. "New Variable Stars Found in Southern Open Clusters", E. Lapasset y J.J. Clariá, *Inf. Bull. Var. Stars*, 2749, 1985.
74. "Photoelectric Light Curves and Ephemeris of FM Velorum". E. Lapasset and J.J. Clariá, *Inf. Bull. Var. Stars* 2827, 1985.
75. "The Peculiar Behaviour of the Photometric Variability of V508 Ophiuchi". 1985, E. Lapasset and J.G. Funes, *Astrophys. Space Sci.* **113**, 83.
76. "1985 - UBV Light Curve of V508 Ophiuchi". 1985, E. Lapasset, *Inf. Bull. Var. Stars* 2828.
77. "FT Lupi: UBV Photometry and Synthetic Solution". 1986, *Monthly*

- Not. R. Astron. Soc. 220, 883. S. Lipari and R.F. Sisteró.
78. "Estudio de Variación de Periodos en Sistemas de Contacto Marginal". 1986, Reunión A.A.A. 32, 111. S. Lipari y R.F. Sisteró.
79. "RS Indi: Un Sistema de Contacto Virtual con Periodo Orbital Decreciente". 1986, 32, 104. M.A. Cerruti, S. Marton, A. Grieco, R.F. Sisteró, E. Lapasset y J.J. Clariá.
80. "Synthetic Light Curve Method Applied to the W UMa Systems SY Horologii and VV Ceti". 1986, E. Lapasset and J.J. Clariá. Astron. Astrophys. 161, 264, 1986.
81. "BR Muscae: Un sistema Temprano de Componentes Similares en Contacto Marginal". 1986, Bol. A.A.A. 32, 97. M.N. Gómez, E. Lapasset y J.J. Clariá.
82. "CT Eridani: Análisis Fotométrico de una Binaria Tipo B". 1986, Bol. A.A.A. 32, 89. M.N. Gómez y J.J. Clariá.
83. "RS Indi: UBV Light Curves and Period Study". Astron. Astrophys. Suppl. 68, 351, 1987. M.A. Cerruti, S. Marton, A. Grieco, E. Lapasset, R.F. Sisteró and J.J. Clariá.
84. "Studies of Period Variation in Close Binary Systems". Astron. J. 94, 792, 1987. S. Lipari and R. Sisteró.
85. "Transferencia de Materia y Pérdida de Momento Angular en Sistemas Binarios de Contacto. Bol. A.A.A. 32, 317, 1987. R.F. Sisteró y S. Lipari.
86. "CY Tel: Un Nuevo Sistema Binario de Contacto Marginal Desacoplado Térmicamente". Bol. A.A.A. 32, 347, 1987. S. Lipari y R.F. Sisteró.
87. "Estadística del Desacople Térmico en Sistemas W UMa". Bol. A.A.A. 32, 297, 1987. S. Lipari y R.F. Sisteró.
88. "GY Tel: A Thermally Decoupled Near Contact Binary". Publ. Astron. Soc. Pacific 100, 380, 1988. S. Lipari y R.F. Sisteró.
89. "A Photometric Analysis of the Massive Contact Binary BR Muscae". E. Lapasset, M.N. Gómez y J.J. Clariá. Rev. Mexicana de Astron. Astrofis. 14, 402, 1987.
90. "FM Velorum: Un Sistema W UMa de Tipo W". M.N. Gómez, E. Lapasset

- y J.J. Clariá. Bol. A.A.A. 33, 308, 1987.
91. "Análisis Fotométrico de la Binaria Temprana de Contacto V593 Centauri". E. Lapasset, M.N. Gómez y J.J. Clariá. Bol. A.A.A. 33, 301, 1987.
 92. "Photometric Times of Minimum of the Eclipsing Binary RT Hydri" M.N. Gómez, J.J. Clariá, D. Minitti y E. Lapasset. Inf. Bull. Var. Stars, 3164, 1988.
 93. "A Note on Thermally Decoupled W UMa Systems". Publ. Astron. Soc. Pacific 100, 377, 1988. S. Lipari and R.F. Sisteró.
 94. "Estudio Espectroscópico de V758 Cen y GY Telk" Bol. A.A.A. 34, 190, 1988. S. Lipari y R.F. Sisteró.
 95. "Fotometría UBV de EZ Hya. Determinación del Comienzo de Transferencia de Materia". Bol. A.A.A. 34, 190, 1988. S. Lipari y R.F. Sisteró.
 96. "Puesta a Punto y Aplicación del Programa de Wilson y Deviney Simultáneo". Bol. A.A.A. 34, 189, 1988. S. Lipari y R.F. Sisteró.
 97. "Photoelectric Ephemeris of the Early-Type Eclipsing Binary V593 Centauri". E. Lapasset, J.J. Clariá y M.N. Gómez. Inf. Bull. Var. Stars 3161, 1988.
 98. "HY Pavonis: Photoelectric Times of Minimum and Improved Period". E. Lapasset and M. Gómez. Inf. Bull. Var. Stars 3163, 1988.
 99. "Photoelectric Minima Observations of the Eclipsing Binary V676 Centauri". M. Gómez y E. Lapasset. Inf. Bull. Var. Stars 3162, 1988.
 100. "Photoelectric Minima Observations of the Short Period Eclipsing Binary BP Velorum". E. Lapasset and M. Gómez, Inf. Bull. Var. Stars 3185, 1988.
 101. "Análisis Simultáneo de Curvas de Luz y Velocidades Radiales de V508 Ophiuchi". E. Lapasset y M. Gómez. Bol. A.A.A. 34, 125, 1988.
 102. "Avances en el Estudio Fotométrico de Sistemas Eclipsantes de Corto Periodo Orbital". M.N. Gómez, E. Lapasset, J. Ahumada, J.J. Clariá y D. Minitti. Bol. A.A.A. 34, 119, 1988.

103. "UBV Photometry of EZ Hya. The Begining of Mass Transfer Detected? *Astron. J.* **97**, 207, 1989. S. Lipari and R.F. Sisteró.
104. "RW Doradus: A Photometric Study". *Monthly Not. Roy. Astron. Soc.* **384**, 878, 1989. S. Marton, A. Grieco and R.F. Sisteró.
105. "Simultaneous Analysis of Light and Radial Velocity Curves of the Peculiar Contact System V508 Ophiuchi". E. Lapasset and M. Gómez, *Astron. Astrophys.* (en prensa, 1989).
106. "RS Indi: A Photometric Analysis Using the Grid Technique". S. Marton, A. Grieco, E. Lapasset, R.F. Sisteró, J.J. Clariá and M. Cerruti. *Astron. Astrophys.* (en prensa), 1989.

ASTROMETRIA EN EL OAFa. ROTACION DE LA TIERRA

ASTROMETRY AT OAFa. EARTH ROTATION

Walter T. Manrique

Observatorio Astronómico "Félix Aguilar"

RESUMEN: Se trata de dar un breve informe de una de las actividades astrométricas (Rotación de la Tierra), que se desarrolló en el OAFa desde su inauguración hasta el presente; importancia de esta investigación; colaboración del OAFa con los Servicios Internacionales, BIH e IPNS; empleo de las nuevas técnicas: VLBI, LLR y LSR; el nuevo Servicio Internacional, IERS y sus Sistemas de Referencia y un resumen de las principales tareas realizadas y en ejecución en el OAFa.

ABSTRACT: A brief report on one of the astrometric activities (Earth Rotation) carried out at the "Félix Aguilar" Astronomical Observatory since its opening up to the present is given. It deals with: the importance of this research; the OAFa collaboration to the International Services, BIH and IPMS; the application of new techniques: VLBI, LLR and LSR, the new International Service, IERS, and its Reference System; and a brief account on the main tasks carried out and to be developed at the OAFa.

INTRODUCCION

La investigación en las ciencias astronómicas en San Juan nace al mismo tiempo que la Facultad de Ingeniería y Ciencias Exactas,

Físicas y Naturales, cuando en 1947 el Rectorado de la Universidad Nacional de Cuyo, eleva a la categoría de Facultad, la hasta entonces denominada Escuela de Ingeniería.

En esa época un grupo de profesores tienen la visionaria idea de darle a la Astronomía un lugar en esta Facultad, preparándose así el camino a la Astrometría en la que se han concentrado más específicamente las actividades e interés de nuestra comunidad, naciendo así el Observatorio Astronómico "Félix Aguilar".

Este Observatorio permite ahora a Astrónomos e Investigadores, trabajar en forma sistemática en el estudio del Universo, complementando con sus trabajos, los trabajos de los colegas del mundo entero.

Esta realización ha hecho posible la participación de nuestra Universidad en la gran aventura astronómica, donde los desarrollos y aplicaciones tecnológicas, sorprendentes y extraordinarios, no dejan de ser apasionantes, tanto para científicos como para el público en general.

Nuestro Observatorio ha cumplido 36 años, edad que en la escala de tiempo y sucesos cotidianos, representa el trabajo y dedicación de muchos hombres que han dejado su juventud en el esfuerzo y que sirve para valorar la importancia de la labor cumplida.

Rotación de la Tierra

Por diversos motivos, la Astronomía en San Juan se desarrolló con una orientación definida hacia la Astrometría y, dentro de esta rama, con una orientación hacia el estudio de la Rotación de la Tierra.

Como todos sabemos, fue necesario que pasaran miles de años para que el hombre llegara a su condición de tal y como hombre captara la razón del movimiento aparente del sol, astros y estrellas en la

bóveda celeste. No han pasado todavía cuatro siglos desde que la Rotación de la Tierra es universalmente admitida y que los hombres exponían su vida por aceptar y difundir esta verdad.

Desde el punto de vista científico, hace siglos que el hombre ha tratado de estudiar, investigar y comprender las particularidades que definen la Rotación de nuestro Planeta y cómo beneficiarse de estos conocimientos. La Astronomía, la Geodesia, la Geofísica, la navegación, la medida del tiempo, han necesitado tradicionalmente de este fenómeno considerado en un principio como absolutamente uniforme, como el cronómetro más perfecto al que la técnica no podría igualar en exactitud. A comienzo de nuestro siglo se tuvo que admitir lo contrario frente a la evidencia de las observaciones más recientes. El descubrimiento del movimiento de los Polos, detectable, como todos sabemos, a través del estudio de las variaciones de las Latitudes, como así también el descubrimiento de las mareas terrestres, influyeron para apartar definitivamente la idea de la uniformidad de la Rotación Terrestre y de que la Tierra era un cuerpo sólido indeformable.

Irregularidades

En realidad, la Rotación de la Tierra es un fenómeno irregular e impredecible. Hasta ahora se desconocen las leyes capaces de describir en cada instante el vector rotación terrestre, por lo cual no es posible deducir con anticipación qué posición ocupará el Polo sobre la Tierra en un determinado momento y menos aún predecir, con exactitud, la posición del meridiano correspondiente a nuestra posición geográfica en un instante determinado, con respecto a un sistema de referencia.

Estas irregularidades, plenamente confirmadas, se pueden clasificar como:

a. **Variaciones seculares:** con amplitudes de algunos milésimos de seg. por año y que causan un retraso continuo en la Rotación.

b. Variaciones periódicas: del orden de algunos milésimos de segundo, vinculadas a las estaciones.

c. Variaciones accidentales: que se manifiestan como cambios en la aceleración de la rotación.

Todas estas circunstancias han contribuido para que la Rotación de la Tierra haya sido y sea aún, uno de los fenómenos más estudiados e investigados por Astrónomos, Geodestas y Geofísicos de Institutos de casi todos los países del mundo.

El movimiento de los Polos como la Hora rotacional es de tal interés para múltiples usuarios, que desde 1900 han funcionado Organismos encargados de compilar y procesar las observaciones como el Bureau International de l'Heure (BIH) y el International Polar Motion Service (IPMS), hoy reemplazados por el INTERNATIONAL EARTH ROTATION SERVICE (IERS) que compila, analiza y procesa la información proporcionada por nuevas y más precisas técnicas.

Muchos son los fenómenos que se espera todavía descubrir e investigar y muchas las aplicaciones que de ellos pueden derivarse. Estas investigaciones se han realizado y se continúan aún, en diversos Institutos y Observatorios del mundo, mediante el empleo de Tubos cenitales, Astrolabios, Anteojos capitales, etc. reemplazados ahora por instrumentos que emplean nuevas técnicas que han superado en precisión a las técnicas astronómicas clásicas.

Estas nuevas técnicas, nacidas o perfeccionadas a mitad de este siglo, como la Radioastronomía, el Radar, la Telemetría Laser Lunar y Satelitaria, métodos interferométricos como el VLBI; técnicas radioeléctricas como el Sistema Transit y últimamente el sistema GPS, han contribuido evidentemente al mejor conocimiento de la Rotación Terrestre. Lógicamente que el empleo de estas técnicas exige un mejor y más acabado conocimiento de nuestra rotación.

De esto se deriva la necesidad del perfeccionamiento continuo de los conocimientos ya logrados, como así también de las técnicas

empleadas, tratando de aunar esfuerzos entre todos los que de una u otra manera, colaboran en estos trabajos.

Contribución del OAFSA

Nuestro Observatorio ha contribuido a estas investigaciones, desde 1968, a través de las observaciones sistemáticas con un Astrolabio Impersonal Dajon, para la determinación muy precisa de la Hora y Latitud. Del procesamiento de los datos de las estrellas observadas, se derivó el Tiempo Universal Coordinado local (UTCI) que con las Latitudes simultáneamente obtenidas, se colaboró, por más de veinte años, con el BIH y con el INPS en la campaña mundial para el estudio de la rotación de la tierra y manteniendo de la escala de tiempo, enviando la información semanalmente.

Para cumplir con este compromiso se elaboró un conjunto de tareas basadas en los consejos y experiencia de los especialistas franceses de los Observatorios de París y Besancon: Drs. B. Guinot, L. Arbey, S. Billaud, Cholet. Se formó así un programa fundamental de composición invariable, para la observación sistemática y posterior procesamiento, y además un equipo de observadores, astrónomos del Observatorio.

No obstante los problemas derivados de la falta de medios técnicos adecuados o por causas económicas, hasta la fecha (21 años consecutivos de labor) se han observado más de 200.000 pasajes estelares. Con este cúmulo de observaciones, seleccionadas de acuerdo a normas preestablecidas, se han elaborado trabajos de investigación publicados en el país y en el exterior, para participar y colaborar con la requerida investigación.

Pero la utilización del Astrolabio de San Juan no sólo se ha limitado a esta tarea, sino que también se empleó de manera competitiva y complementaria, con relación a otros instrumentos clásicos de

la Astronomía para investigaciones como observación de grandes planetas, para el mejor conocimiento del sistema solar; observación de radio-fuentes, ópticas, catálogos estelares y movimientos propios.

Por otro lado, la materialización de sistemas inerciales ha sido, durante largo tiempo, responsabilidad de la Astrometría. Sin embargo, en los últimos años, esta tarea a pasado casi exclusivamente a las nuevas técnicas.

Recordemos que la definición del segundo a partir de la resonancia del Cesio, ha introducido una base para las medidas de tiempo cuyas características sobrepasan las posibilidades de los métodos astronómicos. El tiempo Atómico Internacional, TAI, difiere de este en un número exacto de segundos. Mediante saltos adecuados de un segundo entero, se logra una buena representación del Tiempo Universal Uno UT1, definido por la rotación de la Tierra y muy utilizado por Astrónomos, Geodestas, Agrimensores, Geofísicos, para conocer, lo mejor posible, la posición de su meridiano con respecto a un meridiano origen.

Esto implica que para definir completamente el UT1, es necesario medir la Rotación de la Tierra. Durante muchos años Argentina ha colaborado activamente con los Servicios de sus Estaciones Astronómicas de Buenos Aires, La Plata, San Juan, Punta Indio y Tierra del Fuego.

Nuevo Servicio Internacional

Como ya se ha citado, un nuevo Servicio Internacional, el IERS (Internacional Earth Rotation Service), se puso en marcha. La determinación del movimiento del Polo y de la Rotación de la Tierra la realiza este servicio en base a la información proporcionada por las modernas técnicas: Very Long Baseline Interferometry (VLBI) Lunar Laser Ranging (LLR) y Sately Laser Ranging (SLR), cuyas presiciones sobrepasan las de los instrumentos astronómicos.

El IERS fue establecido en 1987 por la Unión Astronómica Internacional (UAI) y por la Unión Internacional de Geodesia y Geofísica (IUGG) e inició sus tareas a partir del primero de enero de 1988. Reemplaza al IPMS y a la sección Rotación de la Tierra del BIH. Las actividades en tiempo del BIH son continuadas por el Bureau International des Poids et Mesures (BIPM), París, Francia.

Este nuevo servicio proporciona la información necesaria para definir y mantener un Sistema de Referencia Terrestre convencional y los relaciona mutuamente con otros sistemas usados en la determinación de los parámetros de orientación de la Tierra (EOP).

Es responsable de:

1. Definición y mantenimiento de un Sistema de Referencia Terrestre convencional, basado en la información de las Estaciones de Observación que utilizan técnicas de alta precisión en Geodesia Espacial.
2. Definición y mantenimiento de un Sistema de Referencia Celeste convencional, basado en Radio-fuentes extragalácticas y lo relacionado con otros sistemas celestes.
3. Determinación de los parámetros de orientación de la Tierra, relacionando estos sistemas y las coordenadas terrestres y celestes del Polo y Tiempo Universal.
4. Organización de las actividades operativas para la observación y análisis de la información.

Sistema de Referencia del IERS

El sistema de Referencia del IERS se compone de dos partes: el IERS Standard y el Sistema de Ref. del IERS. El IERS Standard usado en 1988 es el Merit Standard. Este es un conjunto de constantes y modelos usados por el Centro de Análisis para LLR, LSR y VBLI, y por el Bureau Central en la combinación de los resultados. El Sistema del IERS se compone de:

- a- **Sistema de Referencia Terrestre (ITRF)**: el origen, las direcciones y la escala de este sistema están implícitamente definidos por las coordenadas adoptadas por las Estaciones terrestres. El origen es el centro de masas de la Tierra, con una incertidumbre de 10 cm. La unidad de longitud es el metro (SI). El polo de Referencia (IRP) y el Meridiano de Referencia del IERS (IRM) son compatibles con las direcciones del Sistema Terrestre del BIH (BTS) dentro de 0".003.
- b- **Sistema de Referencia Celeste (ICRF)**: el origen del sistema es el baricentro del sistema solar. La dirección del eje polar es dada para la época J2000, por la precesión IAU 1976 y por la teoría de la nutación IAU 1980. Está compuesto por 209 Radio-fuentes extragalácticas y compilado en base a los sistemas individuales extragalácticos obtenidos de acuerdo con la solución global del Goddard Space Flight Center, del Jet Propulsion Laboratory y del U.S. National Geodetic Survey.

Las Nuevas Técnicas

Durante los últimos años las técnicas de Radio-interferometría y Laser ranging han sido usadas para proporcionar información de alta precisión de la rotación de la Tierra.

La orientación angular de nuestro planeta en el espacio y su movimiento alrededor de su eje de rotación, pueden ser ahora determinados con una precisión del orden de los cinco nanoradianes.

Interferometría

Los métodos interferométricos se basan en la medición del

retardo diferencial de las señales emitidas por una radio-fuente extragaláctica y recibida en dos Estaciones diferentes.

Estas fuentes emiten ondas en el rango de centímetros o decímetros, siendo indispensable contar para su recepción, con Radiotelescopios.

Han sido desarrollados dos sistemas y en ambos casos las dos Estaciones observan simultáneamente la misma fuente. En uno de los sistemas, interferometría a base corta, las señales de los receptores son comparadas en tiempo real, gracias a la interconexión por cable o radio. En el sistema a base larga, VLBI, las señales son registradas en cada estación conjuntamente con marcas de tiempo y posteriormente intercomparadas. Este método tiene la ventaja de ser independiente de los problemas meteorológicos y no depender de la salida del objeto a medir, ya que se dispone de Radio-fuentes bien distribuidas en ascensión recta.

Las desventajas son su complejidad, alto costo de los Radiotelescopios y la alta precisión requerida a los patrones de tiempo de las Estaciones.

Las técnicas VLBI logran una resolución de aproximadamente 10^{-4} arcosegundos y las posiciones relativas del telescopio pueden ser determinadas con precisiones de 1 cm aproximadamente.

Estas capacidades han llevado a resultados de gran impacto en Astrofísica y Geofísica. Resultados muy interesantes han sido presentado para estudios tan diversos como núcleos galácticos activos, quasars, radio-estrellas, Astrometría, Cosmología, Geodesia, precesión, nutación, movimientos de los polos terrestres, variaciones en UT, deformación regional de la corteza y deriva continental.

El método puede determinar la posición del Polo dentro de los dos milisegundos de arco y el UT1 dentro de la décima de milésima de tiempo, además mejorar las tablas de nutación.

Las observaciones VLBI constituyen uno de los soportes fundamentales del IERS.

Durante la campaña 1989, tres programas de cuidadosas observaciones, han continuado: el proyecto IRIS (International Radio Interferometric Surveying), coordinado por el U.S. National Geodetic Survey; el proyecto CDP (Crustal Dynamics Project), de la Nasa, y el proyecto DSN (Deep Space Network), operado por el Jet Propulsion Laboratory (JPL).

Laser Lunar y Satelitario:

Las propiedades particulares de la luz emitida por Laser, han abierto todo un campo de aplicaciones originales inaccesibles a las fuentes luminosas clásicas. En particular, la gran potencia del Laser, asociado a su coherencia espacial y temporal, lo han transformado en un instrumento de preferencia en la investigación espacial, donde las grandes distancias puestas en juego introducen atenuaciones importantes.

La telemetría Laser funciona a la manera de un radar, pero con precisiones muy superiores a éste y sobre longitud de onda óptica. El principio del método consiste en medir el tiempo recorrido por la luz en su trayecto de ida y vuelta entre emisor y receptor. Estas determinaciones permiten un mejor y más acabado conocimiento en diversos dominios:

- a- Órbita y movimientos de la Luna
- b- Geodesia terrestre
- c- Dinámica de la Tierra: fluctuaciones del Polo, irregularidades de la rotación
- d- Mecánica celeste: Medidas de GM.

La atenuación que sufre la señal en estas determinaciones es muy significativa y sólo será detectable si la energía de la señal es muy concentrada angularmente, tanto de ida como de vuelta. Esto justifica el empleo del Laser como fuente y exige la utilización de reflectores capaces de reenviar los rayos incidentes en un fino haz en

la dirección de incidencia, cualquiera que sea esta dirección.

Las técnicas de medición Laser a la Luna, no difieren en lo esencial de las mediciones a satélites artificiales. Su mayor complejidad es debida a la mayor distancia a recorrer lo que implica mayor potencia, mejor direccionabilidad y menor divergencia del haz. Las mediciones a la Luna son posibles gracias a la instalación en su superficie de retroreflectores en las misiones Apollo 11, 14 y 15 y en la misión Lunakhod 2.

El modelo matemático para el tratamiento de las mediciones LLR es complejo. Al vector observación: Estación-Reflector, debe hacerse corresponder los vectores: Estación-Centro de masas de la Tierra; Centro de masas de la Tierra-Centro de masas de la Luna; Centro de masas de la Luna-Reflector. El vector que une los centros de masa, encierra toda la complejidad de la mecánica del movimiento de los cuerpos en un sistema inercial.

Cada uno de estos vectores se definen en sistemas de coordenadas diferentes en los que las escalas de tiempo, para la datación del evento, son distintas. Así la propia observación se expresa en UTC; la rotación de la Tierra en UT1, mientras que las coordenadas de la Luna vienen dadas en función de la escala TDT (tiempo dinámico terrestre).

Como las coordenadas geocéntricas de las Estaciones y sus variaciones, el movimiento del Polo y la Rotación de la Tierra intervienen en la definición del modelo, resultan determinados en el proceso de ajuste.

La órbita lunar, a diferencia de los satélites artificiales, permite mayor estabilidad en el tiempo del sistema así definido.

Resumiendo podemos decir que la alta precisión alcanzada en la medida de intervalos de tiempo, la posibilidad de emitir, por medio de un Laser una señal óptica extremadamente corta y coherente y las potencias obtenidas, permiten las medidas de las distancias que separa

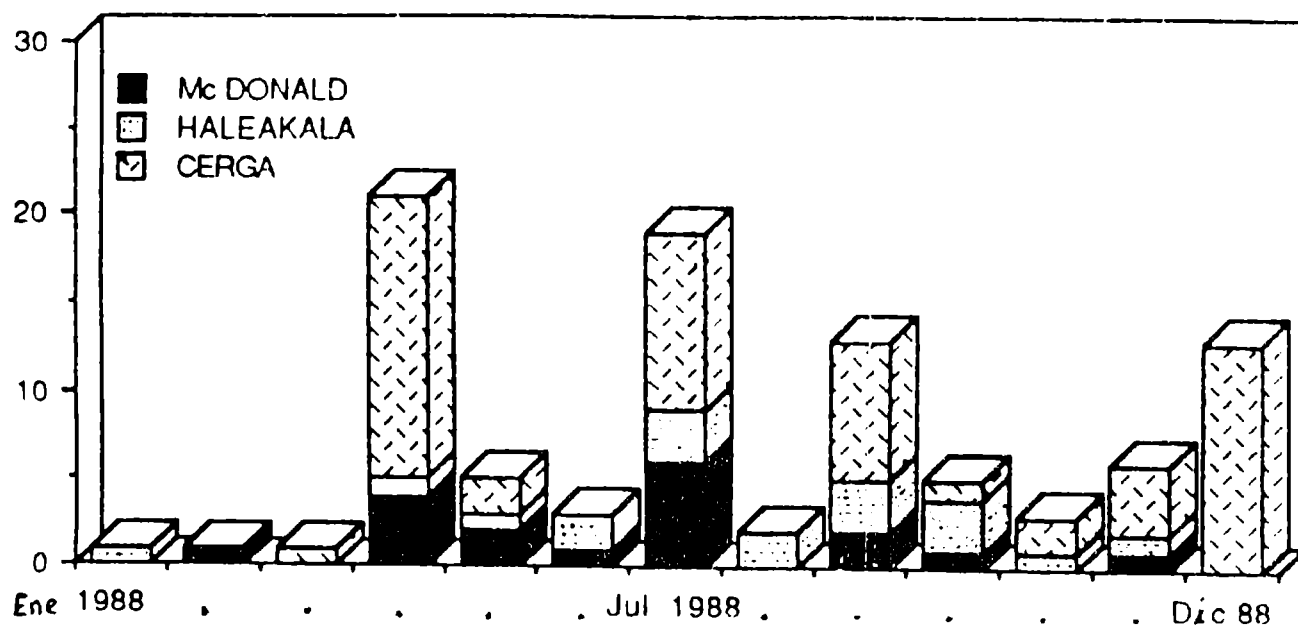
una Estación terrestre de un punto del suelo lunar o satélite artificial.

Estas medidas contribuyen al mejor conocimiento de las dimensiones y movimientos de la Luna y permiten calcular, con gran precisión, la distancia que separa la Estación del eje de rotación terrestre y su longitud. La determinación de estos mismos elementos relativos a varias estaciones, aunque muy alejadas, permite relacionarlos y deducir el movimiento del eje terrestre.

En 1988 tres Estaciones han estado en funcionamiento: Cerga (Grace, Francia), Haleakala (Hawaii, USA) y la más antigua, McDonald, MLRS (Texas, USA). Es la primera ocasión que se recibe información desde tres lugares, a lo largo del año, según información del IERS.

La precisión de las medidas está dentro de 2 a 3 cm. Como el rms es normalmente menor que 1 cm. en una sola noche, la meta de 1 centímetro podrá ser alcanzada dentro de 1 a 2 años. UTO-UTC puede ser determinado en sesiones de observación de una hora a una hora y media, según informe del IERS.

El gráfico siguiente muestra el número de valores de UT por lunación para 1988.



Número de valores de UT por lunación
(informe del IERS)

Laser Satelitario (SLR)

En el empleo de Satélites artificiales convergen conocimientos de distintas ramas de la ciencia: Mecánica celeste, física solar, física de la atmósfera, física de la Tierra, meteorología, óptica, electrónica, computación, lo que ha traído aparejado un acercamiento de científicos de distinta formación y como resultado un incremento de la investigación científica mundial.

El procesamiento de la información proporcionada por los satélites, ha permitido avances significativos en el conocimiento de múltiples temas de Astronomía, Geodesia y Geofísica. Por ejemplo: determinación de GM; coeficientes del potencial terrestre y determinación del geoide; tectónica global y movimiento de placas; tectónica lunar y planetaria; definición de sistemas de referencia, y en el caso que nos ocupa, determinación del movimiento del polo, velocidad de rotación de la Tierra, deformación de nuestro planeta.

La precisión en los resultados depende del grado de conocimiento que se tenga del modelo de fuerzas que rige el desplazamiento del Satélite, del sistema de coordenadas al que están vinculadas las Estaciones de observación, del modelo de propagación de las señales y particularmente de la precisión en el registro de la señal.

Estos modelos son, en general, el resultado del análisis conjunto de las observaciones satelitarias disponibles en el instante de cálculo, al que se agrega información gravimétrica terrestre. La realización de un nuevo modelo exige disponer de información de alta calidad. Esta información es proporcionada por satélites diseñados para permitir mediciones laser: el LAGEOS (Laser Geodynamics Satellite) de 60 cm. de diámetro, 407 kg. de masa, perigeo: 5858 km., apogeo: 5958 km., $i = 110^\circ$, $e = 0.004$, y el STARLETTE, de 24 cm. de diámetro, 47 kg. de masa, apogeo 1105 km., perigeo: 810 km., $i = 55^\circ$, $e = 0.051$.

No obstante la alta precisión alcanzada, las observaciones laser están limitadas por las condiciones meteorológicas.

Las ecuaciones de movimiento de un satélite se expresan en un sistema inercial. Conocidas las relaciones entre este sistema y un sistema fijo a la Tierra, no es obstáculo que la integración se realice prácticamente en este último. Como el modelo potencial terrestre es conocido en el sistema fijo a la Tierra, es necesario utilizar un sistema terrestre convencional y un sistema celeste convencional que deben ser materializados. Su definición implica establecer un origen y la dirección de dos de sus ejes. Estos sistemas deben ser permanentemente monitoreados ya que la Tierra no es un cuerpo indeformable y de dinámica muy compleja.

Los resultados del Servicio rápido de la Rotación de la Tierra de los Parámetros de orientación: x e y , UT1 y LOD, son calculados semanalmente a partir de la información proporcionada por LAGEOS principalmente, que en 1988 ha sido uno de los soportes del IERS.

1. x e y son las coordenadas del Polo celeste con respecto al Polo de referencia del IERS.

El eje x está en la dirección del meridiano de referencia del IERS. El eje y está en la dirección de los 90° de longitud oeste.

2. UT1 está relacionado al tiempo sidereo medio de Greenwich por medio de una relación convencional (Aoki et al., 1982). Está expresado como la diferencia: UT1 - TAI o UT1 - UTC.

TAI es la escala de tiempo atómico del BIPM (Bureau International des Poids et Mesures), formada por la integración de tiempos unitarios o segundos, de acuerdo con la definición del SI (Sistema Internacional de unidades). Su origen, así como la diferencia UT1-UTC, es el 1º de enero de 1958 a las cero horas. La estabilidad del TAI es unas seis veces superior a la del UT1. Al disponer de una escala de tiempo de tan grandes cualidades, es lógico hacer uso

de ella en Astronomía y otras ciencias para referencia y estudio de sus investigaciones.

Más conocida, debido al gran número de usuarios, es la denominada "Escala de tiempo universal coordinado", UTC, definida de acuerdo a la recomendación del CCIR 460-4 (1986). Difiere del TAI en un número entero de segundos, de manera tal que $UT1 - UTC$ es menor que 0.9 seg. en valor absoluto. La decisión de introducir saltos de un segundo es responsabilidad del IERS. Estos saltos se introducen, en primer lugar, a fines de diciembre o junio y en segundo lugar, a fines de mayo o setiembre. UTC es el tiempo que con ayuda de los husos horarios rige la Hora oficial de los países.

DUT1 es la diferencia $UT1 - UTC$, expresada con 0#1 de precisión. Se transmite inserta en las señales horarias. Los cambios de DUT1 son decididos por el IERS.

UT2 puede ser deducido de UT1 agregando términos convencionales anuales y semi-anuales.

La diferencia entre la duración del día (D), determinada astronómicamente y 86400 segundos del TAI, se denomina también "duración del día" (lod). Su relación con la velocidad angular, w , de la Tierra se expresa así:

$$w = 72921151.467064 - 0.843994803 D$$

donde w está dada en picorradianes/seg. y D en unidades de 0.01 ms.

UT1, y en consecuencia D y w están sujetos a variaciones ocasionadas por efectos de las mareas terrestres.

3. $d\psi$, $d\epsilon$ son los términos de corto período de la nutación en longitud y oblicuidad ϵ del Polo celeste, con respecto a una posición definida por los modelos de precesión-nutación convencional de la UAI.

Nuestro país ha contribuido por más de un siglo al desarrollo de la Astronomía, en todas sus ramas, a través de investigaciones y trabajos de alto nivel. Particularmente, en la investigación de la rotación de la Tierra, ha dado muestras de responsabilidad y entusiasmo en todas las tareas realizadas en sus distintas Estaciones astrométricas: Observatorio Astronómico de La Plata, Punta Indio, Observatorio Naval, Instituto Geográfico Militar, Estación Río Grande, Observatorio de Córdoba y Observatorio Astronómico "Félix Aguilar" de San Juan.

Se impone entonces que Argentina cuente en breve o mediano plazo con alguna de estas nuevas técnicas, no sólo para contribuir con el IERS, sino también para enriquecer los conocimientos adquiridos. Para tal fin, será necesario aunar esfuerzos entre los distintos institutos interesados, y sobre todo, con decisión, encarar la tarea con optimismo, sin dejar de reconocer la importancia que tendría la ayuda de los centros internacionales.

Finalmente, creo que será de utilidad citar muy brevemente algunos de los principales trabajos realizados y en ejecución por los distintos Grupos de investigación del OAFa, que a través de estos 36 años, han realizado todo un esfuerzo para bien de la Astronomía argentina.

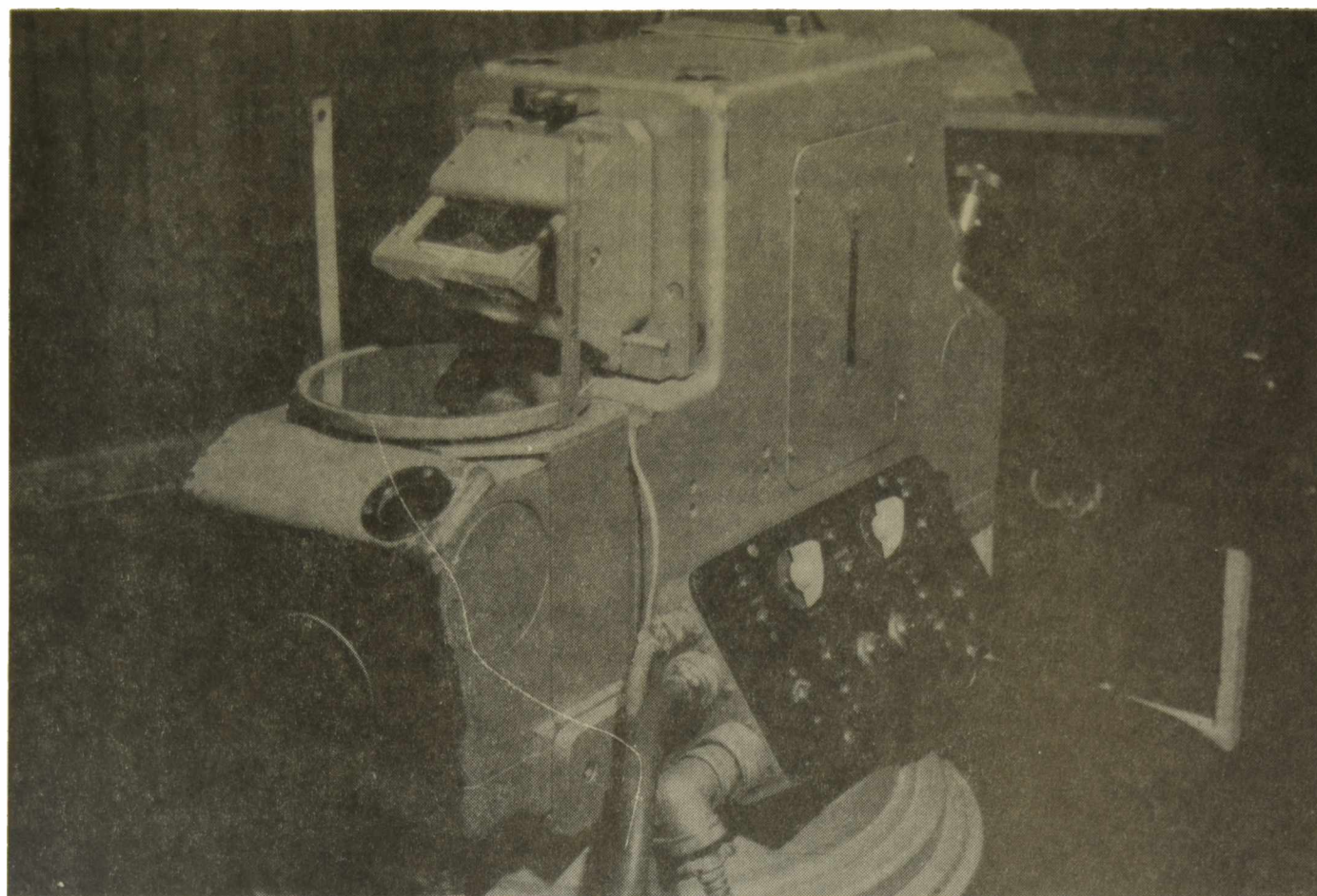
ASTROMETRIA EXTRAMERIDIANA

INSTRUMENTO: Astrolabio Impersonal Danjon Nº 36.

Abertura del objetivo: 100 mm

Distancia focal: 100 cm

Ocular ortoscópico de 20 mm de foco, 175 aumentos y 11° de campo.



Algunos de los trabajos realizados:

- a. Determinación de la Latitud y Tiempo (UTO-UTC)¹, para colaborar con el BIH e IPMS desde enero de 1968 a enero de 1988.
- b. Primer Catálogo Astrolabio de San Juan.
- c. Segundo Catálogo Astrolabio de San Juan.
- d. Análisis de la Latitud. Pilar Astrolabio: 1968-1978.
- e. Observación de grandes Planetas y Radio-fuentes ópticas.

Trabajos en ejecución:

- a. Tercer Catálogo Astrolabio de San Juan.
- b. Observación de grandes Planetas: Urano y Saturno.

- c. Cálculo de movimientos propios.
- d. Observación de Radio-fuentes ópticas.

SERVICIO INTERNO DE HORA



Como base para las observaciones astronómicas, el OAFa dispone de un conjunto horario compuesto por relojes cuyas estabilidades y precisiones satisfacen plenamente las exigencias de los distintos programas de investigación. Se dispone de:

- a. Tres relojes a cristal de cuarzo, Rodhe y Schwarz, con estabilidades de frecuencia de 1×10^{-9} y 1×10^{-10} , reglados en UTC1.
- b. Dos relojes a cristal de cuarzo, Rodhe y Schwarz, reglados en tiempo sidereo y estabilidades de 1×10^{-9} .
- c. Un compacto patrón secundario, que utiliza la frecuencia de resonancia hiperfina del rubidio 87, para estabilizar la frecuencia de un oscilador de cuarzo.
- d. Sistema de distribución y transmisión de la Hora.
- e. Sistema de baterías que asegura el funcionamiento del conjunto horario por 48 horas.

ASTROMETRIA MERIDIANA

CIRCULO MERIDIANO "REPSOLD": Abertura: 190 mm; Distancia focal: 2,25 m

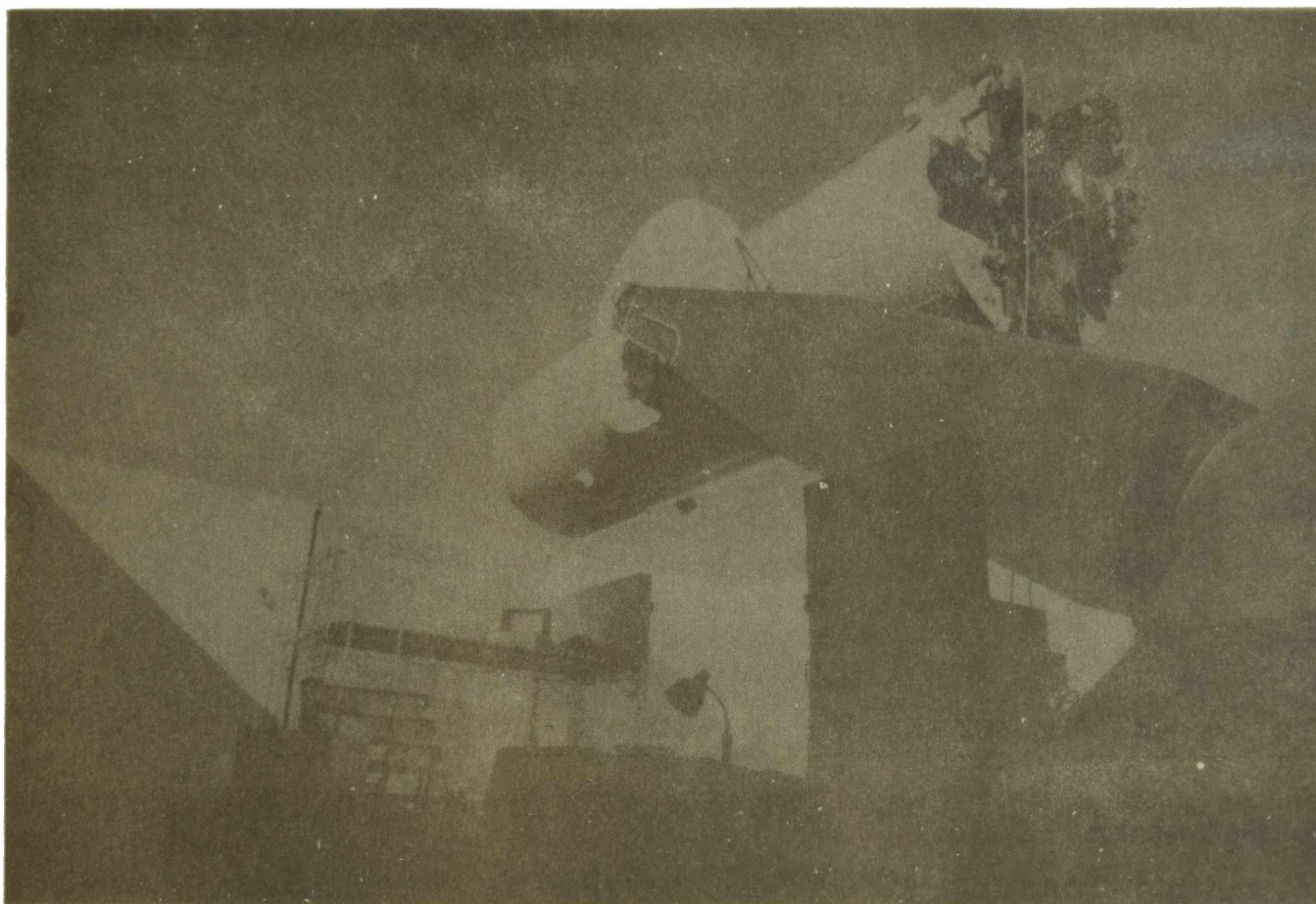
Trabajos realizados:

1. **Primer Catálogo Fundamental Círculo Meridiano de San Juan.**
935 estrellas FK4; $\epsilon_{\alpha} \cos \delta = 0,022$, $\epsilon_{\delta} = 0,47$
2. **Segundo Catálogo Círculo Meridiano de San Juan (FKSZ)**
617 estrellas FKSZ; Zona: -90° a $+30^{\circ}$; $\epsilon_{\alpha} \cos \delta = 0,021$, $\epsilon_{\delta} = 0,39$
3. **Catálogo San Juan 72**
7184 estrellas; Zonas: -40° a -60° y -60° a -90° ; Equin.: 1950.0
 $\epsilon_{\alpha} \cos \delta = \pm 0,021$, $\epsilon_{\delta} = \pm 0,41$
4. **Cuarto Catálogo Círculo Meridiano de San Juan**
364 estrellas FK4; Zona: -90° a -30° ; $\epsilon_{\alpha} \cos \delta = 0,023$, $\epsilon_{\delta} = 0,33$
5. **Quinto Catálogo Fundamental Círculo Meridiano de San Juan**
689 estrellas FK4; Zona: -90° a -30° ; $\epsilon_{\alpha} \cos \delta = 0,020$, $\epsilon_{\delta} = 0,31$

Trabajos en ejecución:

Observación de un listado de 512 radio-estrellas, de magnitud más brillante que 10 y declinación al sur de $\delta = +40^\circ$, con el objeto de contribuir a la vinculación de los sistemas óptico y radial.

**ESTACION DE ALTURA EL LEONCITO
ASTROMETRIA FOTOGRAFICA**



ASTROGRAFO DOBLE:

Consta de dos objetivos cromatizados de 20" de abertura. Longitud de onda efectiva: 4300 A en el azul y 5500 A en el amarillo. Distancia focal: 3,70 m. Permite fotografiar el cielo en un campo de

6,3x6,3, usando placas de 17"x17". Limite de magnitud: 19 en el azul y 18 en el amarillo.

Programas de investigación

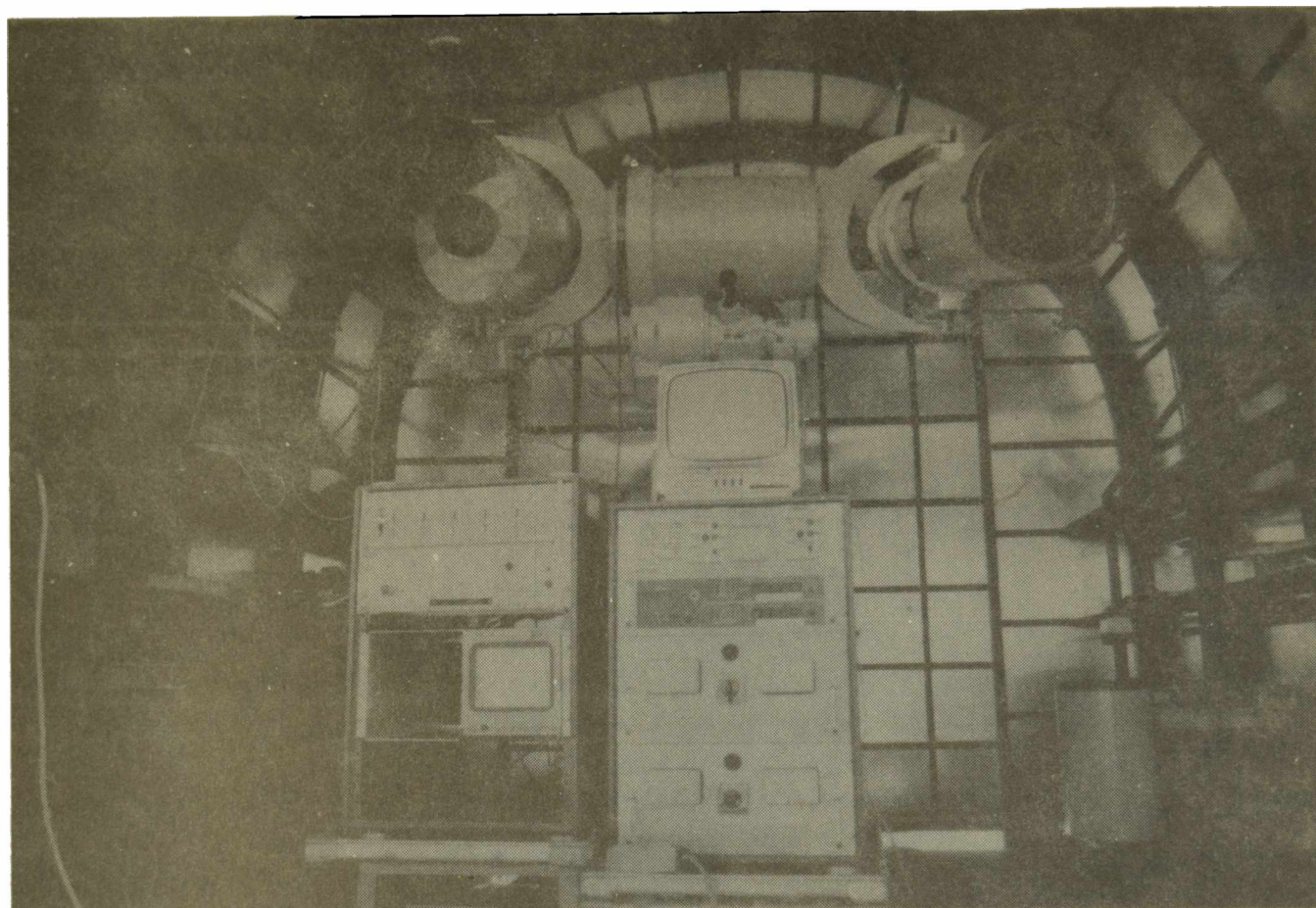
1. Movimientos propios (SPM): se lleva a cabo en colaboración con la Universidad de Yale, USA; es complementario del realizado por el Observatorio de Lick, en el hemisferio norte.
2. Observación de Asteroides: se trata de observar y reobservar asteroides, para mejorar su posición. Se puede dividir este programa en:
 - a. Observación de asteroides débiles.
 - b. Observación de asteroides de lista crítica e inusuales
 - c. Observación de asteroides para otros proyectos:
 - c1) Para el proyecto Telescopio Espacial, a pedido de la Universidad de Texas.
 - c2) Para el proyecto Giotto, se observan los asteroides IDA y HAMBURGA.
3. Observación de Cometas: este proyecto se cumple dentro de las posibilidades de tiempo del Instrumento. Se han descubierto seis de estos objetos.
4. Observación de Grandes Planetas: Plutón en particular, a pedido del Observatorio Naval de Washington.

ESTACION DE ALTURA EL LEONCITO AREA ELECTRONICA

TELESCOPIO DOBLE SUPER SCHMIT: $f = 350 \text{ mm}$ y $F/0.75$. Dotado de cámaras de TV de alta sensibilidad y cámaras fotográficas.

Tareas realizadas en colaboración con el Instituto Max Planck de Física Extraterrestre (MPE) de Alemania.

1. Observación y registro de los experimentos realizados en la magnetósfera por el satélite IRM (Injection Release Module), 1984.



2. Observaciones ópticas, a través de la cámara de TV tipo CID intensificada, de la experiencia del proyecto internacional AMPTE (Active Magnetospheric Particle Tracer (1985)), para el estudio del campo magnético terrestre y la incidencia de los vientos solares, a

través de la inyección, en la alta atmósfera, de nubes ionizadas de bario, litio y europio.

3. Observación de Cometas: Halley, Wilson y otros.

Tareas futuras: Continuación de las experiencias con nubes ionizadas en colaboración con el Instituto Max Planck.

ASTRONOMIA TEORICA

Proyectos de investigación

A. Espectroscopia y Atmósferas estelares

1. Determinación de abundancias químicas de estrellas químicamente peculiares.

Se realiza en base a espectrogramas de 16.9 \AA/mm de dispersión, obtenidos en el espectrógrafo Coudé del telescopio de 2,10 m del Kitt Peak National Observatory, USA.

2. Rotación y anomalías espectrales en el Bright Star Catalogue

Proyecto en colaboración con Astrónomos del CASLEO, Observatorio de La Plata y Observatorio de Córdoba.

3. Frecuencia de binarias en estrellas con anomalías de He y CNO.

En colaboración con investigadores del Observatorio de La Plata y CASLEO.

B. Astronomía Dinámica

1. Estudios cualitativos y cuantitativos de pequeños sistemas estelares (N 25)

Se estudia la evolución dinámica, criterios de estabilidad, captura y escape.

2. Cálculo de efemérides de miembros del Sistema Solar. (cometas, asteroides, etc.).

AREA ELECTRONICA DEL OAFA

El area electrónica se dedica al desarrollo y mantenimiento de equipos del OAFA y Estación de Altura El Leoncito.

Trabajos realizados

1. Construcción de un fotómetro fotoeléctrico digital para el telescopio reflector de 76 cm. y 20 m. de distancia focal.
2. Elaboración del modelo y construcción del Sistema de distribución de la Hora del OAFA.
3. Construcción de fuentes de tensiones reguladas permanentes.
4. Construcción de sendos cronógrafos totalizadores digitales para el Astrolabio y Circulo Meridiano.
5. Desarrollo de un nuevo sistema de seguimiento electrónico para el Telescopio de 76 cm.

Trabajos en ejecución

Proyecto de modernización del Astrógrafo Doble, incluyendo su automatización.

EL COMPLEJO ASTRONÓMICO EL LEONCITO

Hugo Levato

Complejo Astronómico, Casilla 467, San Juan, Argentina

RESUMEN: Describo en este trabajo las características generales del nuevo Observatorio construido en Argentina para observaciones astronómicas desde la superficie terrestre. El sitio se encuentra en las estribaciones orientales de Los Andes a -31° de latitud. Dispone de un telescopio de 2.15 m de diámetro. La cantidad de noches útiles en el lugar es de 270 en promedio. Describo resumidamente el instrumental auxiliar actual y los planes para el futuro cercano. El presupuesto total para la operación del Observatorio incluidos sueldos es de u\$s 250.000.

ABSTRACT: We describe the main characteristics of the new National facility built in Argentina for ground-based astronomical observations. Located at the Argentinien side of the Andes and at a southern latitude of -31° , the Complejo Astronómico El Leoncito, operates a 2.15 m reflector. The site has almost 270 useful nights per year. We describe the present auxiliary instrumentation and the plans for the near future. The total budget for the operation of the observatory is u\$s 250.000.

INTRODUCCION

El Complejo Astronómico El Leoncito (CASLEO) es un servicio especializado que se brinda a la comunidad astronómica a los efectos de que los astrónomos puedan llevar a cabo sus programas de observación. Este Instituto funciona dependiente del Consejo Nacional de Investigaciones Científicas y Técnicas de la República Argentina (CONICET) y a través de un acuerdo con las Universidades Nacionales de La Plata, Córdoba y San Juan. Inaugurado en septiembre de 1986 comenzó su operación efectiva en marzo de 1987.

La misión fundamental del CASLEO es mantener, operar y desarrollar instrumental astronómico para satisfacer, dentro de sus posibilidades, las necesidades observacionales de los astrónomos.

EL SITIO Y SU CLIMA

El CASLEO se encuentra ubicado en las siguientes coordenadas geográficas:

longitud Oeste: 4hrs 37m 12s

latitud sur: 31° 47' 57"

Su altura sobre el nivel del mar es de 2.552 m. El lugar se encuentra en las estribaciones occidentales de la cadena del Tontal en la precordillera sanjuanina, 30 km al sur de la localidad de Barreal, en el Dto. Calingasta de la Provincia de San Juan.

La foto 1 muestra una vista aérea del lugar donde pueden apreciarse las características de aislamiento y magnificencia del paisaje.

Según estadísticas recogidas durante más de 15 años en la Estación de Altura "Carlos U. Cesco" de la Universidad Nacional de San Juan, ubicada a 2 km del telescopio del CASLEO, más datos recogidos en los últimos tres años en el propio CASLEO, la región goza de 270 noches útiles por año (seis horas continuadas sin nubes) de las cuales

150 son fotométricas. La Figura 1 indica la distribución de las noches útiles y fotométricas a lo largo del año.



El brillo del fondo del cielo es otro de los parámetros fundamentales que caracterizan las cualidades astronómicas de una región. Ese brillo fue recientemente medido por Claria y Bica (1990). Los valores por ellos obtenidos son: $U = 22.1$, $B = 23.3$ y $V = 22.7$, todos expresados en magnitudes por segundo de arco cuadrado, cerca del zenit y con luna de edad cero.

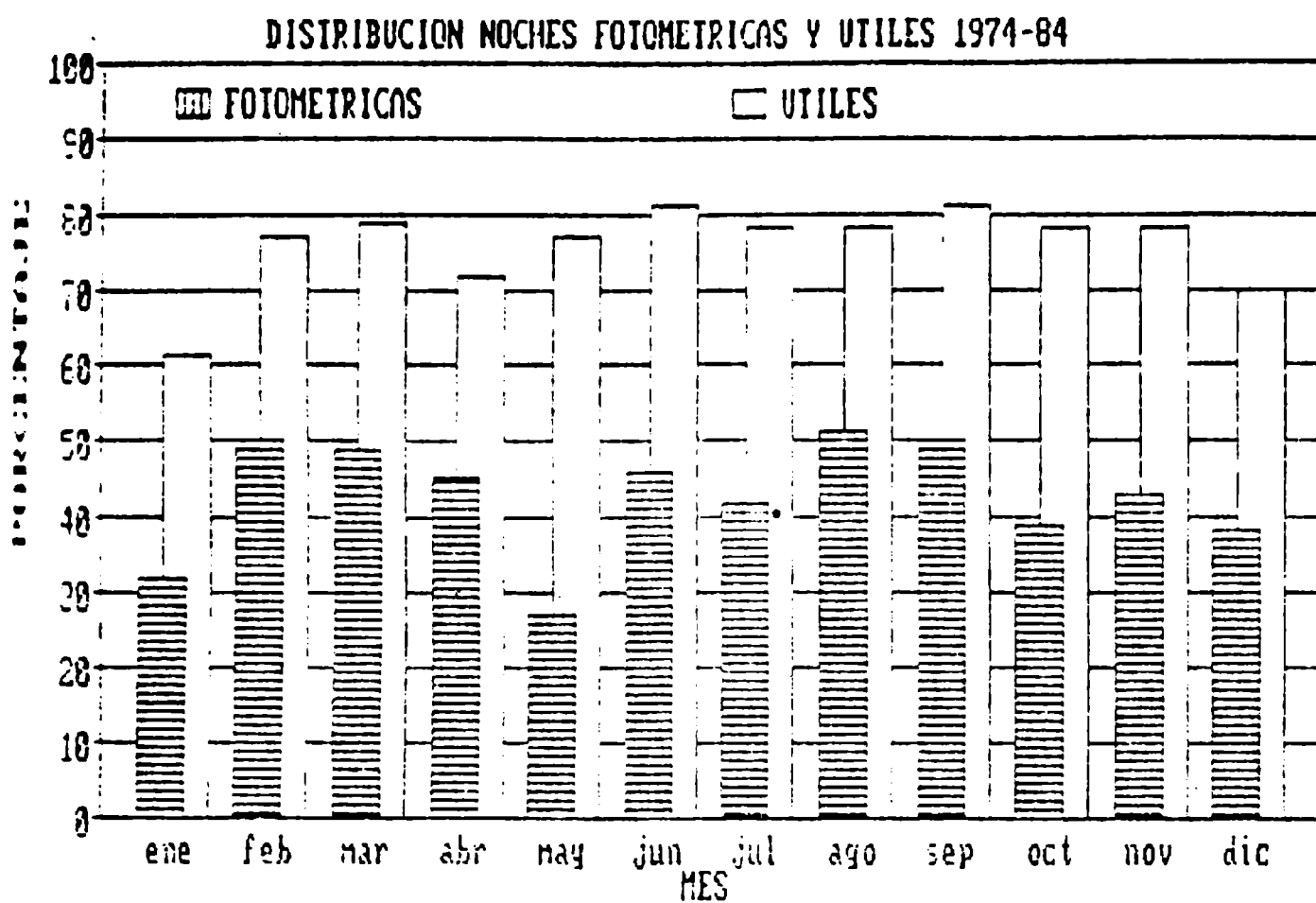


Figura 1

El contenido de vapor de agua en la atmósfera sobre El Leoncito es un dato importante para futuras instalaciones que permitan observar la región infrarroja del espectro y en especial la región de

ondas milimétricas y submilimétricas. Ese contenido fue medido por Filloy y Arnal (1988) durante un año. Los resultados se observan en la Figura 2, donde se muestran los valores de vapor de agua precipitable, en milímetros, contenidos en la atmósfera sobre El Leoncito.

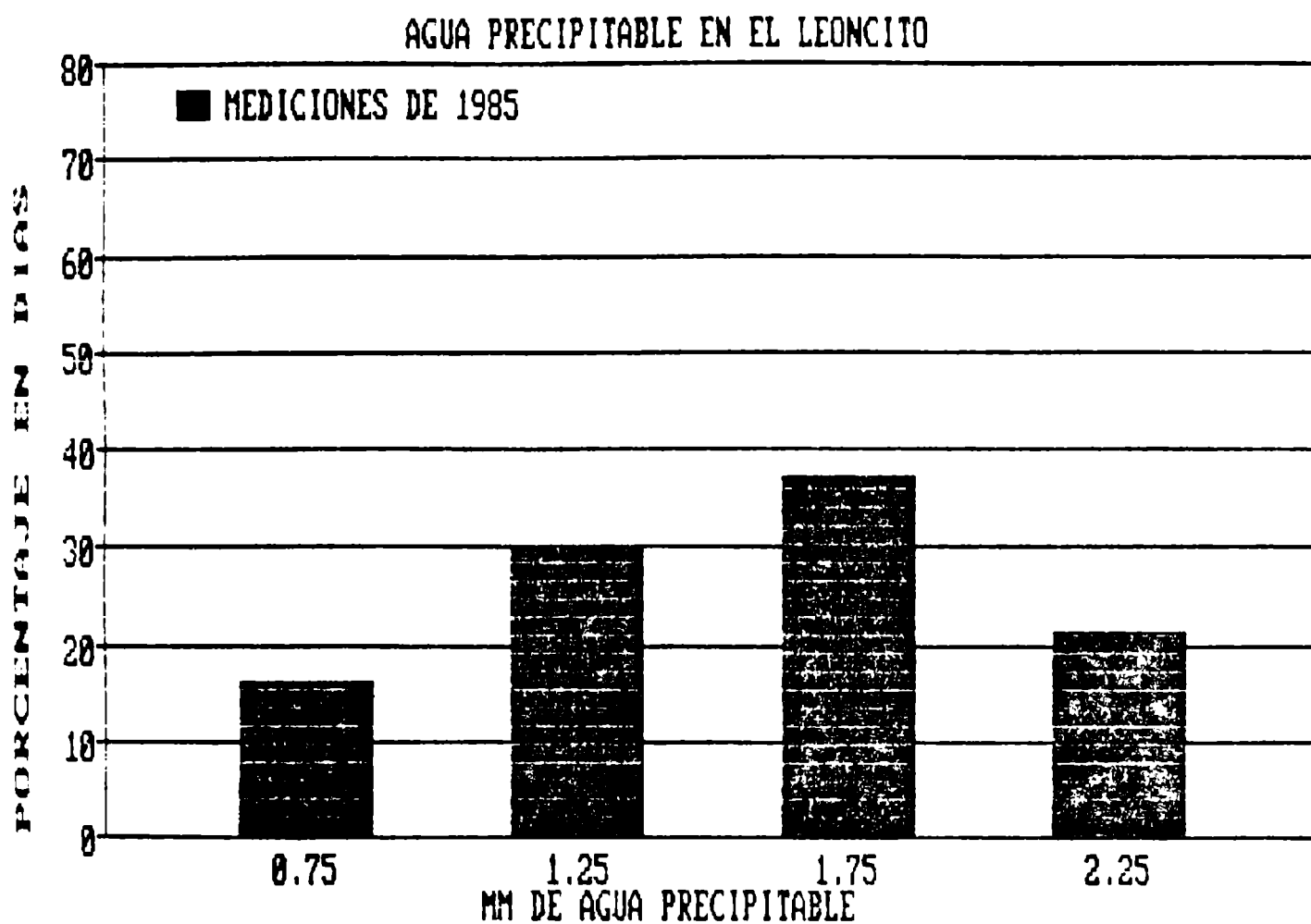


Figura 2

El tamaño de las imágenes es fundamental en la selección de un sitio astronómicamente apto. El "seeing" en la zona y siempre de acuerdo con las estadísticas de más de 15 años indicada anteriormente.

es en promedio de $1''.6$. La Figura 3 muestra la distribución en frecuencia de los tamaños de las imágenes. Es sumamente importante destacar que el "seeing" indicado no corresponde exactamente al observado en el telescopio del CASLEO, pues aún no hay datos suficientes ni objetivos como para producir una estadística confiable. Es bien sabido que el "seeing" puede variar sustancialmente de un cerro a otro, aún dentro de la misma zona y además estamos seguros que tal como ha ocurrido invariablemente en otros observatorios la cúpula y sus dependencias contribuyen en forma sustancial al tamaño de la imagen. Trabajos para evitar esta contribución se encuentran en marcha.

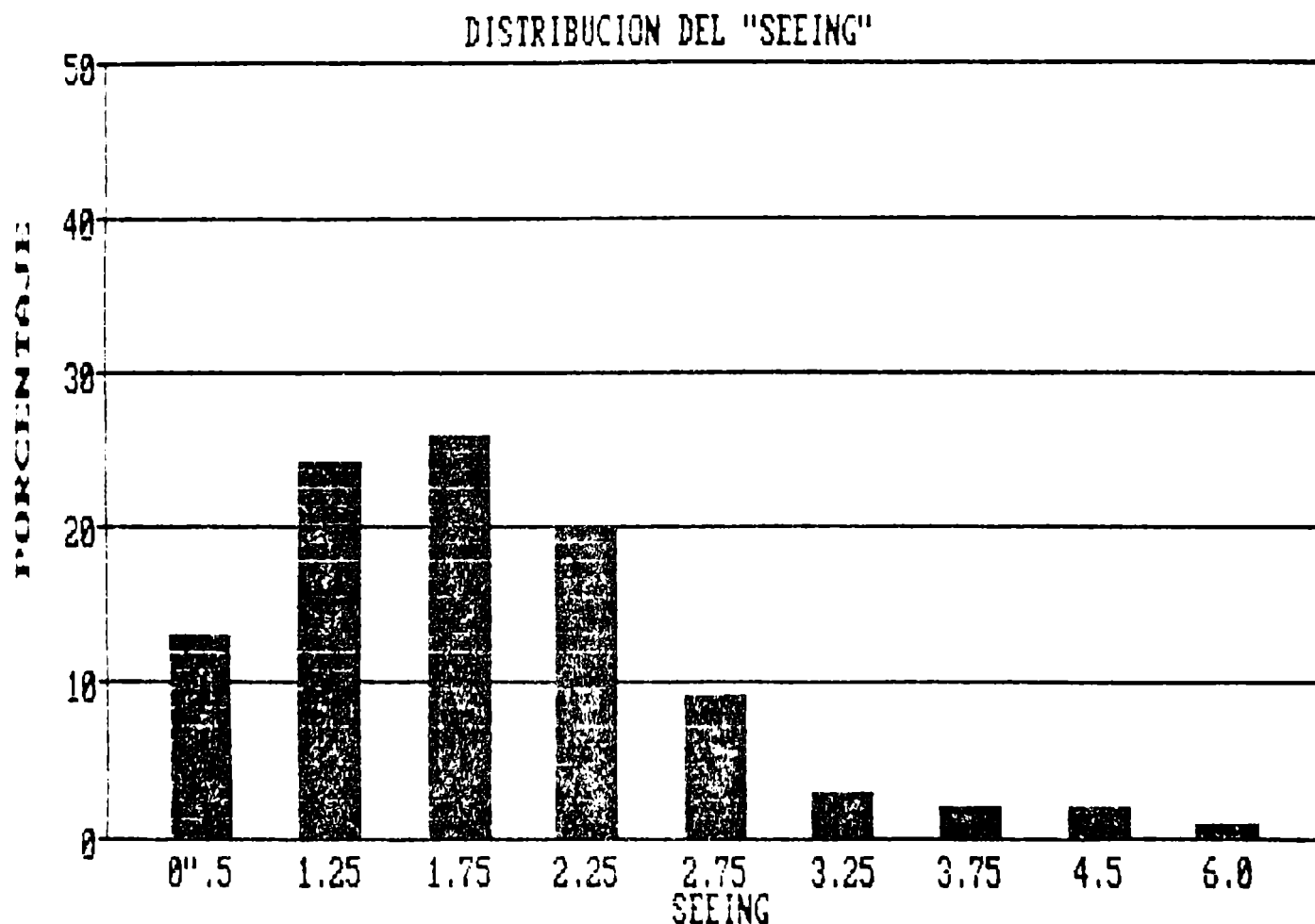


Figura 3

Para completar el panorama climático con los datos disponibles, la Figura 4 muestra las temperaturas máximas y mínimas durante el año mientras que la Figura 5 indica la distribución de vientos en la zona.

Puede concluirse de la experiencia acumulada hasta el presente que el sitio donde se encuentra el telescopio reflector del CASLEO es bueno. No está a la altura de los 3 o 4 sitios, que sobre la superficie terrestre poseen condiciones excepcionales desde el punto de vista astronómico, tal como La Palma, el Norte Chico chileno o Hawai, pero sí se encuentra entre los sitios buenos.

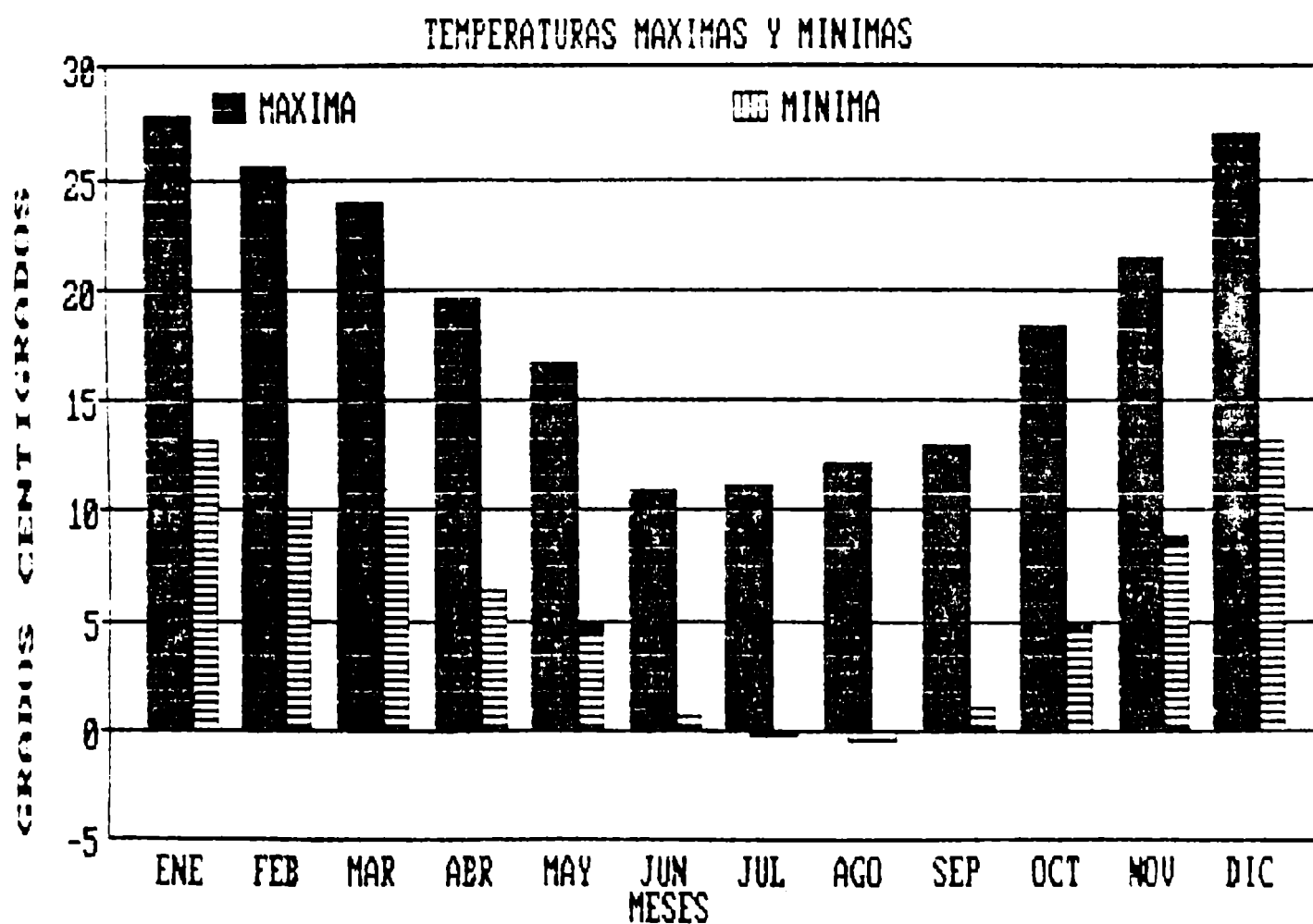


Figura 4

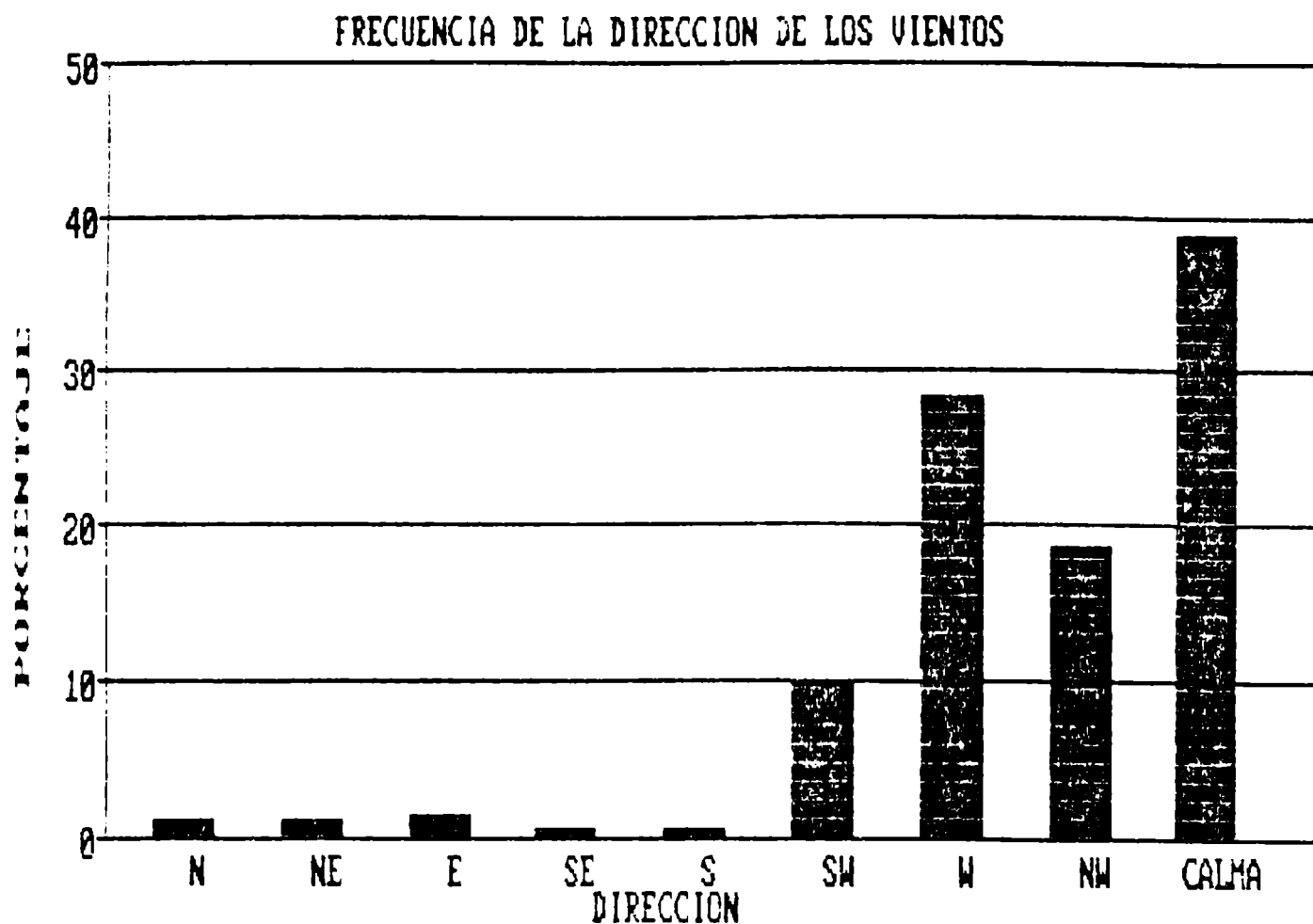


Figura 5

El tamaño de la imagen requiere aún de observaciones cuidadosas y continuadas así como también son necesarias observaciones que permitan determinar la estructura de la variación de temperatura dentro de la cúpula misma y la determinación de las fuentes de calor, con el fin de disminuir la influencia de factores no naturales que puedan influir sobre el tamaño de la imagen. De todas maneras, de la experiencia recogida hasta el presente mi impresión es que el telescopio no ha sido instalado en la elevación más conveniente de la zona teniendo en cuenta la orografía circundante. La misma conjuntamente con

la dirección de los vientos determina la laminaridad del flujo, condición fundamental para un buen "seeing". Obviamente de confirmarse esta presunción, no existe solución para el problema pero si confío en poder reducir a un mínimo la contribución humana al tamaño de la imagen.

En 1987 la legislatura de la Provincia de San Juan aprobó una Ley de Protección del Cielo que impide el deterioro del mismo a través del control de la iluminación artificial, las explotaciones mineras y otras actividades perjudiciales para las condiciones atmosféricas.

ORGANIZACION DEL CASLEO

El CASLEO es dirigido por un Director secundado por astrónomos residentes, además cuenta con un Comité Directivo y un Comité Científico. Este último es responsable de asignar los turnos de observación a los astrónomos que los solicitan. Esta asignación tiene en cuenta fundamentalmente la calidad científica de los programas propuestos. El Comité Directivo está integrado por los máximos representantes de las instituciones participantes del Convenio de Creación del CASLEO, es decir, el Secretario de Ciencia y Técnica de la Nación, el Presidente del CONICET y los Rectores de cada una de las tres Universidades Nacionales de La Plata, Córdoba y San Juan. El Comité Directivo tiene a su cargo las relaciones institucionales del CASLEO y debe asegurar, entre otras funciones, el presupuesto ordinario de funcionamiento.

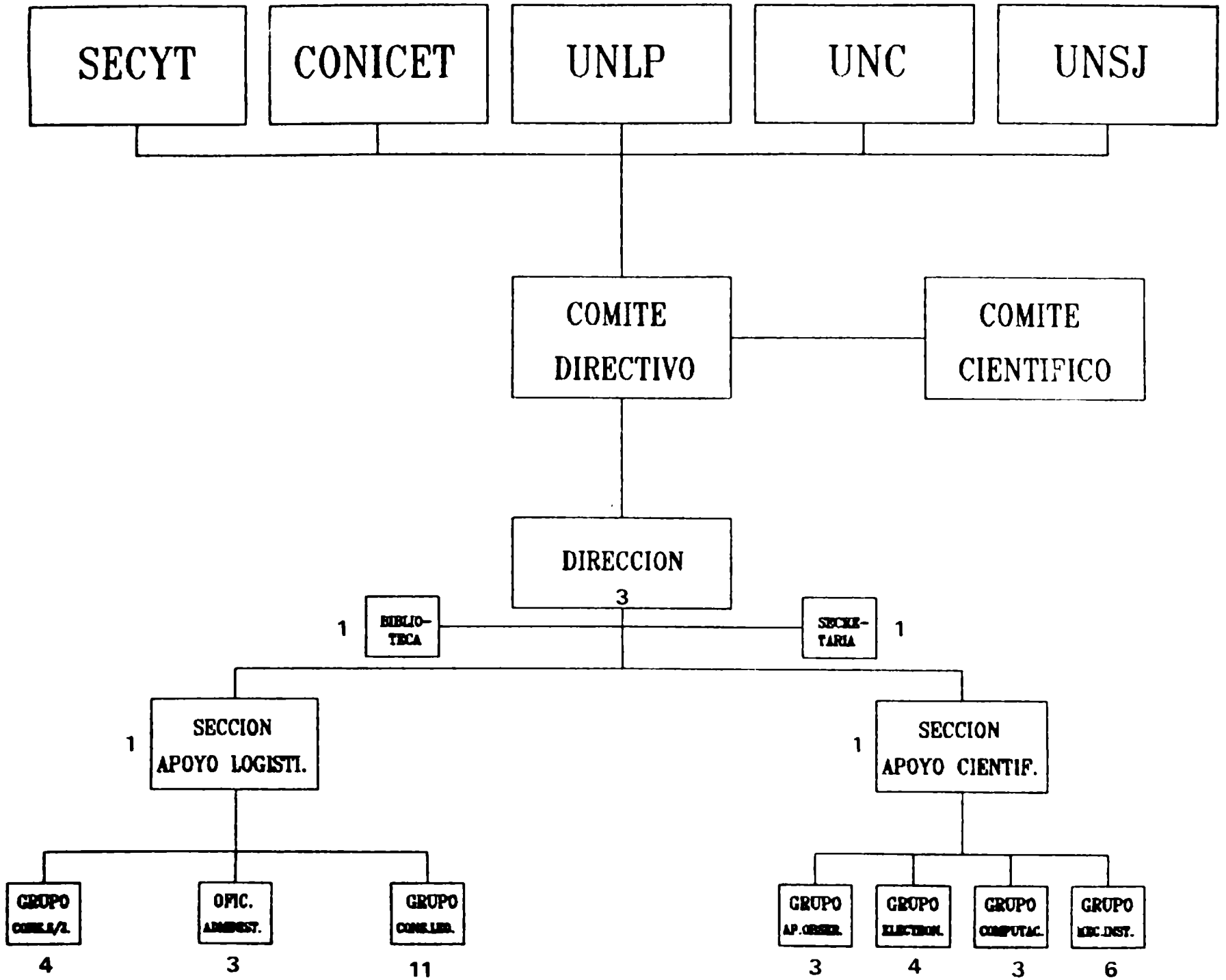
La modalidad operativa del CASLEO es similar a la de otros observatorios con las mismas características de investigación y servicios. En CASLEO la situación de aislamiento se hace sentir en forma notable debido a la lejanía de la ciudad de apoyo, 220 km, por un camino de tránsito dirigido y con complicaciones aleatorias en su circulación. Semestralmente el Comité Científico asigna los turnos de

observación a los astrónomos peticionantes, quienes viajan a San Juan en las fechas previstas. Allí son recibidos, transportados y alojados en El Leoncito. El personal técnico tiene la misión de tener preparado y en el mejor estado operativo posible, el telescopio y el equipo auxiliar que será utilizado durante el turno. El astrónomo es asistido durante su observación por el personal técnico de guardia y por un asistente de observación. El personal total con que cuenta el CASLEO es de 41 personas y se encuentra distribuido para cumplir con sus fines según el esquema que se muestra en la Figura 6. El sistema de trabajo es de 8 días corridos en la montaña por seis días corridos de descanso.

COMODIDADES HOTELERAS Y SERVICIOS AUXILIARES

Dada la naturaleza del lugar, su clima bastante riguroso y la necesidad, a la que se ve sometido el personal, de vivir alejados de las familias durante buena parte del tiempo, se debe contar con un nivel mínimo de confort en El Leoncito. Como todos los comienzos, el del Leoncito ha sido duro. Es útil comparar los primeros tiempos del mismo con la descripción referida al Observatorio de San Pedro Martir, en Baja California, Mexico realizada por Alvarez y Lopez (1983). Si bien es cierto que en el caso del CASLEO, astrónomos y técnicos no debieron construirse sus viviendas de primera época, cortar leña o acarrear agua, las similitudes entre los dos procesos son grandes. En los comienzos no se contaba con esas comodidades mínimas indicadas, no existía instalación telefónica ni de BLU, ni tampoco se disponía de la cantidad mínima de dormitorios necesaria. Actualmente las condiciones están lejos de ser óptimas pero han mejorado sin duda respecto de las primeras épocas. En El Leoncito se cuentan con nueve dormitorios dobles, un edificio de casi 150 m² cubiertos con un comedor de 70 m², una cocina, una despensa y dos dormitorios para el personal de limpieza y que atiende el servicio de comidas. Los astrónomos y el

operador de telescopio viven en una residencia de dos dormitorios.



CASLEO cuenta con una línea eléctrica comercial de 13.6 KW pero posee además una usina propia que se pone en marcha en caso de cortes en el suministro comercial. El combustible para la Usina como para otros usos es conservado en dos tanques bajo tierra de 10.000 litros cada uno.

El suministro de agua se efectúa a través de una captación que llena en forma continua una sisterna de 20.000 litros y se distribuye a la red previa presurización.

Los Talleres de Mecánica y Electrónica cuentan con un equipamiento mínimo indispensable para el mantenimiento y reparación de los equipos existentes en El Leoncito.

La Foto 2 muestra la residencia de los astrónomos mientras que la foto 3 muestra la usina eléctrica y sobre la derecha se alcanza a ver la pared sur de la residencia. La foto 4 muestra la cúpula del telescopio reflector de 215 cm y en la foto 5 se observa al fondo el nuevo edificio del comedor en etapa de terminación.

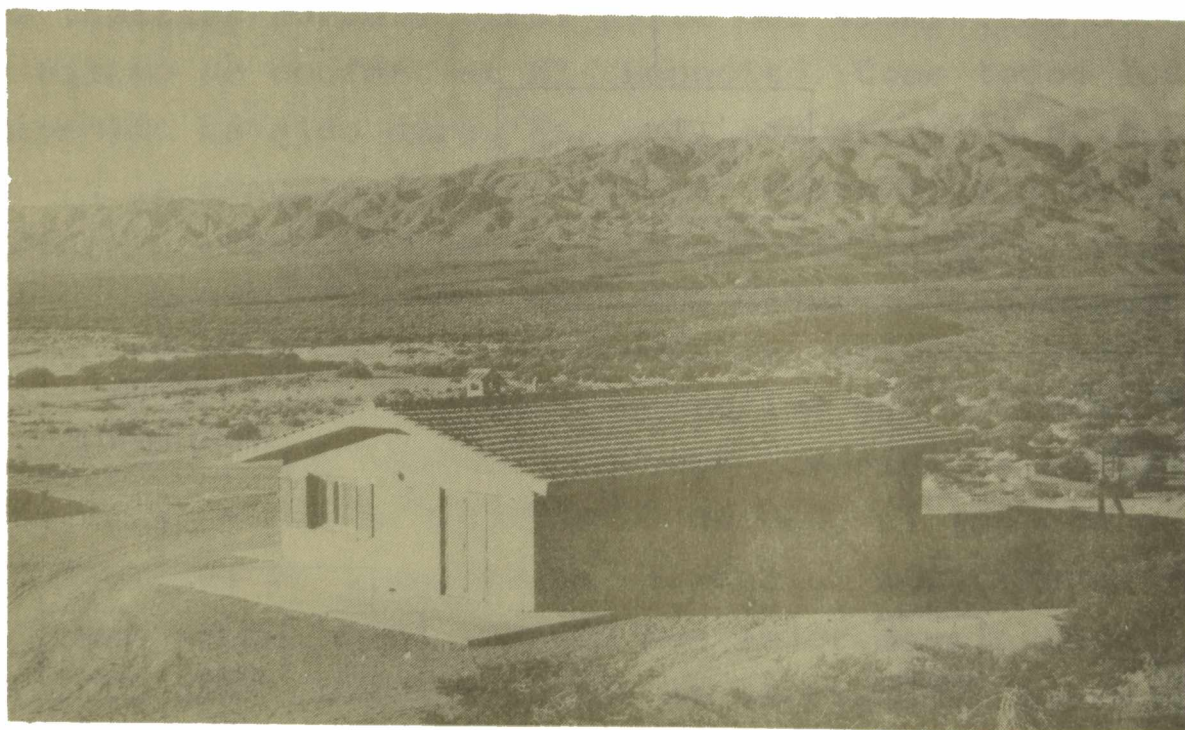


Foto 2: Vista de la Residencia de Astrónomos. Al fondo la cadena del Tontal, con una altura mayor a los 4000 metros de altura.

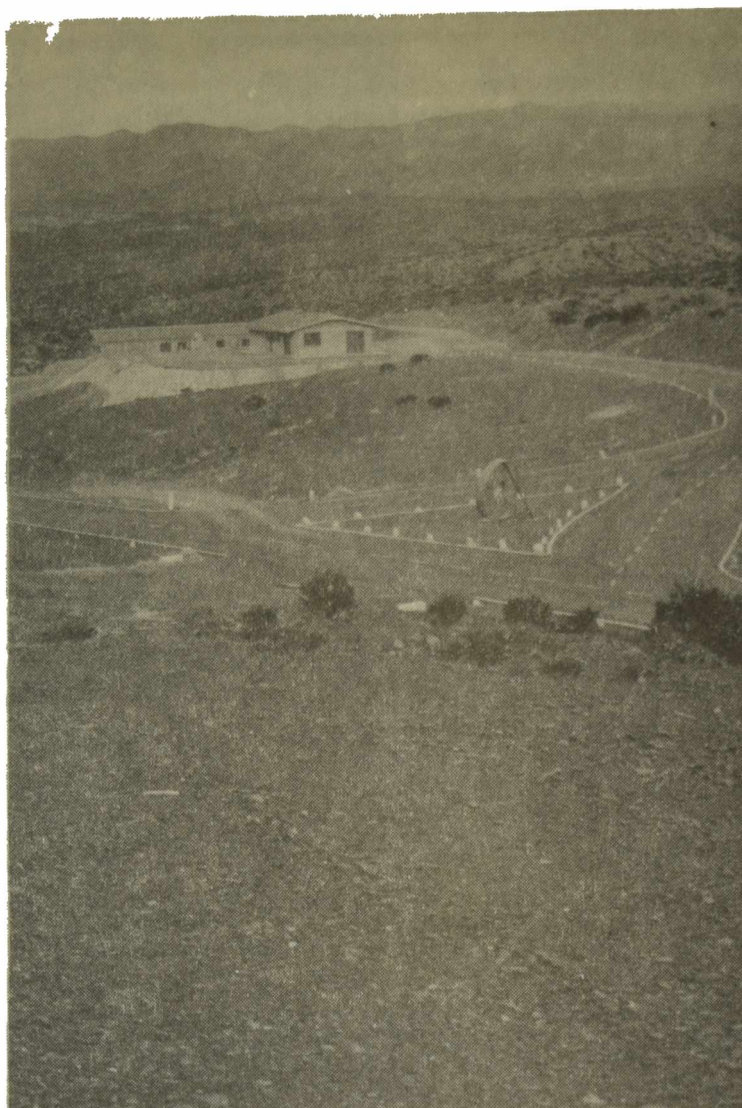


Foto 5: caminos internos que conducen a la residencia de astrónomos en primer lugar y detrás el nuevo comedor en etapas finales de terminación.

INSTRUMENTAL CIENTIFICO

El Telescopio

El telescopio del CASLEO es un reflector Richey Chretien de 215 cm de diámetro. La razón focal en su foco cassegrain es $f/8.48$ con la cual la escala en dicho foco es de $11''/\text{mm}$. Los movimientos del telescopio van desde $1''.5$ por segundo hasta $1''$ por segundo. El espejo

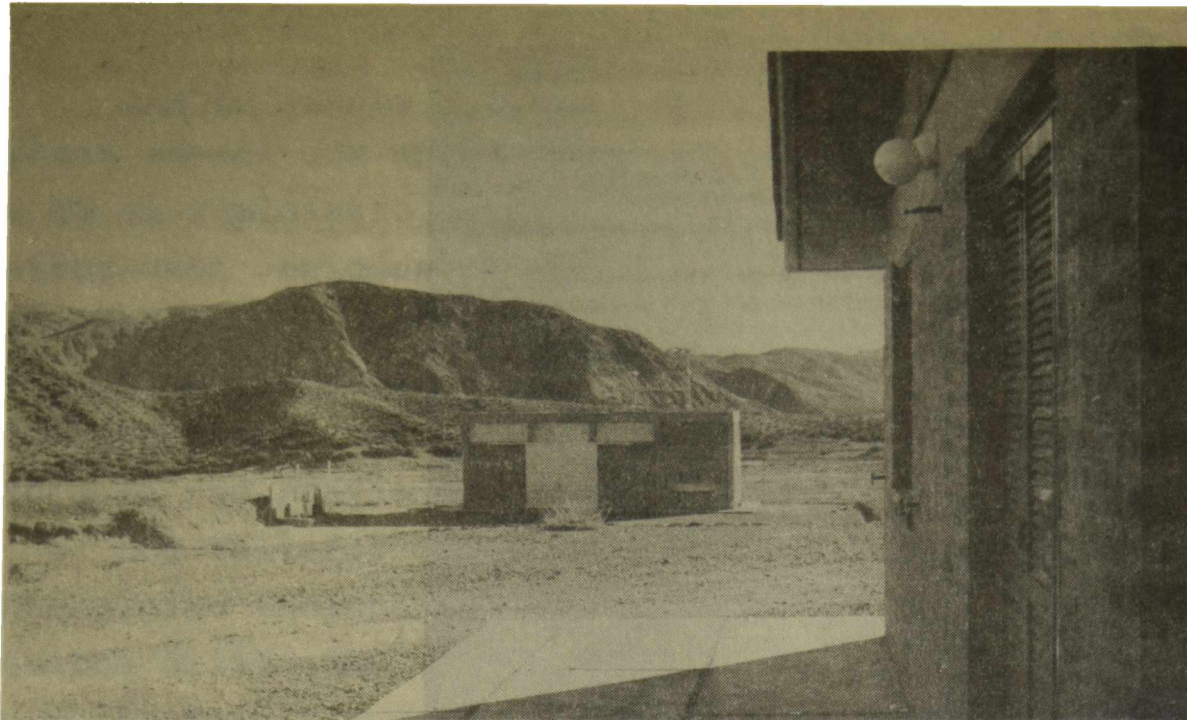


Foto 3: usina eléctrica. Sobre la derecha se observa pared oeste de la residencia de astrónomos.

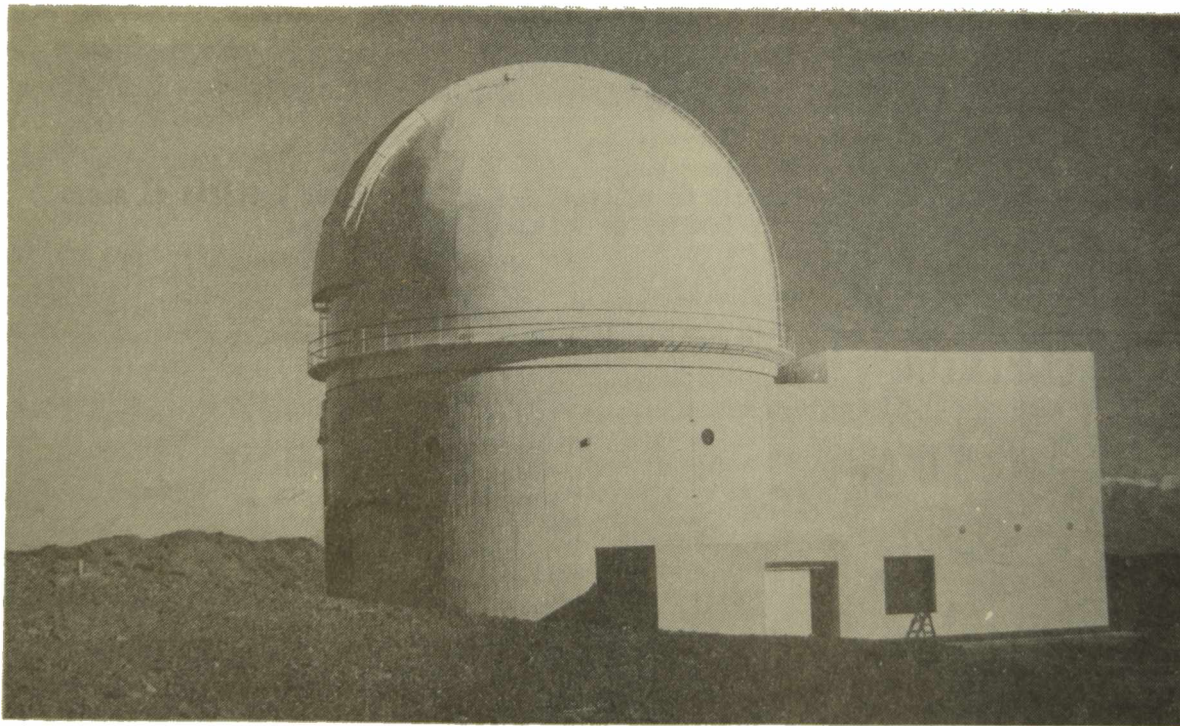


Foto 4: Cúpula albergue del telescopio reflector.

primario está soportado por un sistema hidro-neumático. Inmediatamente adosado al telescopio se ubica un off-set guider que hace de interfase para los demás periféricos. El off-set guider permite el montaje de una lente aplanadora de campo que produce un campo útil de 45'. La Foto 6 muestra el telescopio reflector.

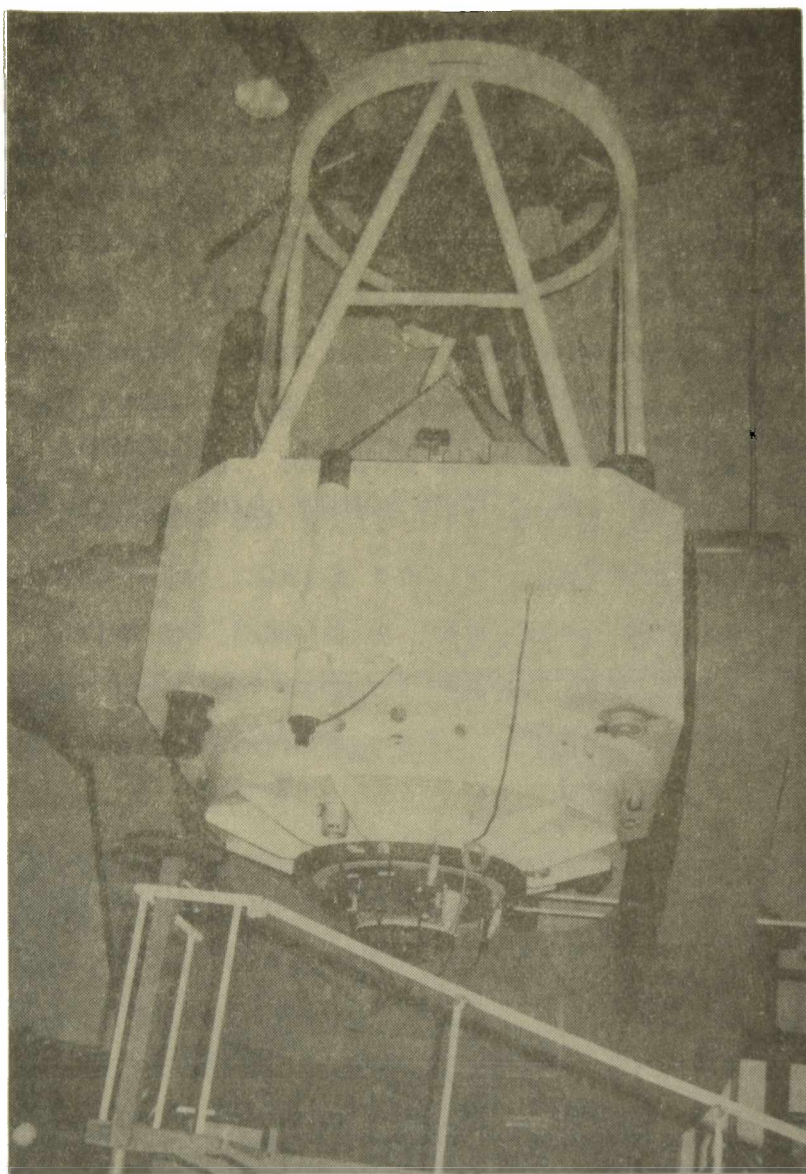


Foto 6: Telescopio reflector de 215 cm.

Instrumental auxiliar

El telescopio dispone actualmente de los siguientes periféricos en estado operativo:

Fotopolarímetro: Este instrumento pertenece a la Universidad de Arizona. Permite medir polarización y efectuar fotometría en distintos sistemas fotométricos. Sus dos fotomultiplicadoras son RCA 31034A. La descripción de este instrumento puede leerse en Magalhaes, Benedetti y Roland (1984). La magnitud límite práctica para la combinación telescopio - fotopolarímetro es alrededor de $V=18$. Entre sus características tiene la posibilidad de trabajar con un filtro interferencial móvil para efectuar barridos en una línea espectral.

Espectrógrafo Cassegrain

Este espectrógrafo es un Boller & Chivens modelo 31523. Tiene 5 redes que producen las dispersiones que se indican en la siguiente tabla:

Red	Lineas	Blaze [A]	Dispersión [A/mm]	Eficiencia % en()		
580	400	3925	178	64(3650)	62(3900)	60(4100)
260	600	5000	119	74(4047)	85(4916)	77(5790)
080	600	4000	119	75(3650)	77(4047)	72(4358)
460	831	8125	86	84(8000)	82(8460)	80(9000)
360	1200	7500	58	80(7250)	78(7500)	77(7750)

Los detectores que CASLEO puede ofrecer actualmente son:

1) placa fotográfica ubicada inmediatamente detrás de la cámara o detrás de un tubo magnético de dos etapas y un reticon intensificado

Con placa directa puede obtenerse un espectro con propósitos de clasificación espectral de una estrella con $B=10$ en 15 minutos. Para

velocidad radial (30-40 A/mm) se requieren 10 minutos para una estrella de magnitud B=8, siempre en el zenith y sobre placas II a-0 sin hornear y con un tamaño de imagen de 2" o menos.

Con el tubo magnético estos tiempos bajan en un factor 5 aproximadamente.

2) Reticon intensificado: El reticon intensificado es un detector perteneciente al Observatorio Nacional de Río de Janeiro que permanece en el CASLEO a través de un convenio. El detector consiste en un Reticon de 1800 pixels, intensificado a través de tres tubos VARO ligados entre sí por fibra óptica. El detector está refrigerado. El sistema está controlado con una computadora NOVA3 que utiliza discos rígidos y discos flexibles y un gabinete de cinta magnética para guardar los datos. Estos pueden ser transportados por el usuario en cinta magnética grabada en FITS. El soft disponible en el equipo está especialmente preparado para medir velocidades radiales de objetos extragalácticos, pero es posible realizar observaciones espectrofotométricas y también medir velocidades radiales en objetos galácticos. La foto 7 muestra el espectrógrafo cassegrain con la "Z machine instalada"

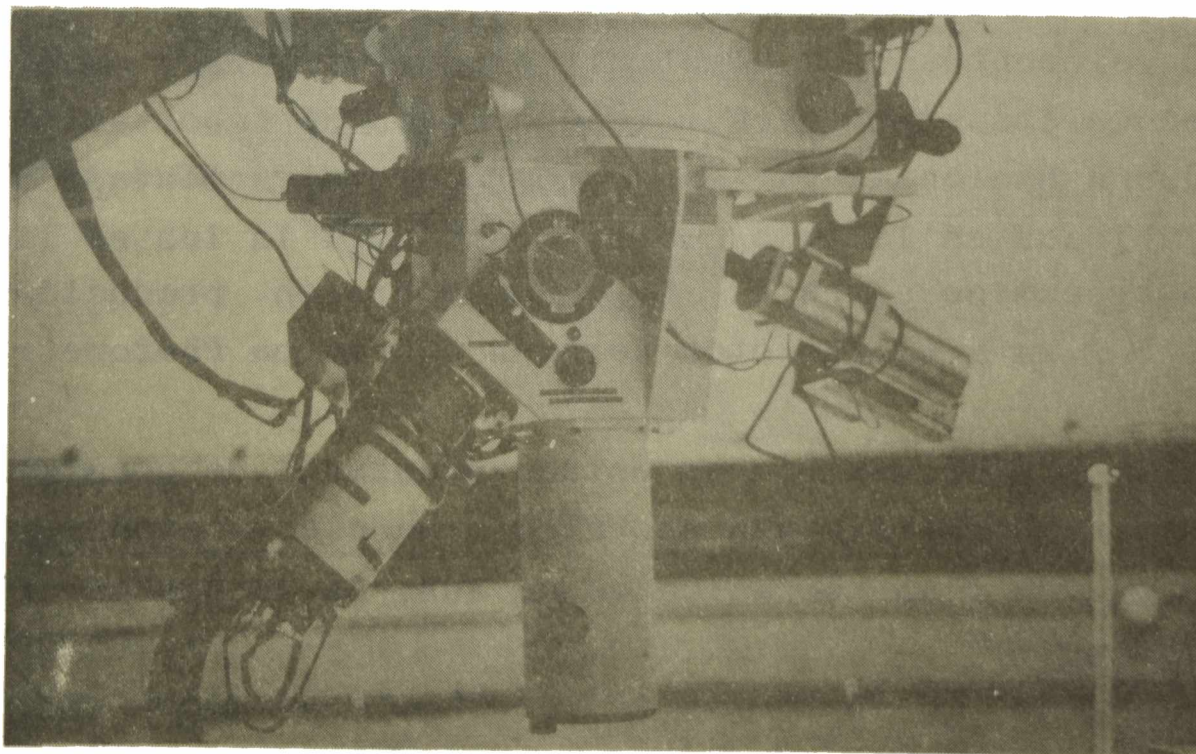


Foto 7: Foco Cassegrain del Telescopio con "máquina Z" instalada.

3) Reticon sin intensificar: Este detector forma parte del paquete OMA2 fabricado por la Princeton Applied Research. Actualmente se llevan a cabo trabajos para controlar este detector de 1024 pixels a través de una XT.

Proyectos Instrumentales Inmediatos.

Entre los proyectos instrumentales en vías de concretarse se encuentra la adquisición de un Astronomical Package AS-4000 de la firma Photometrics de Arizona, USA consistente en un CCD, completo con su controlador, dewar, chip y equipo para adquirir y reducir datos. CONICET ya emitió la orden de compra respectiva. Se han adquirido para este equipo dos chips diferentes: un Thompson y un Photometrics.

Ambos chips están recubiertos con una capa de Methachrome II para aumentar su eficiencia en el ultravioleta.

El equipo de cómputo que adquirirá y reducirá las observaciones está basado en un procesador 68000.

Espectrógrafo Echelle

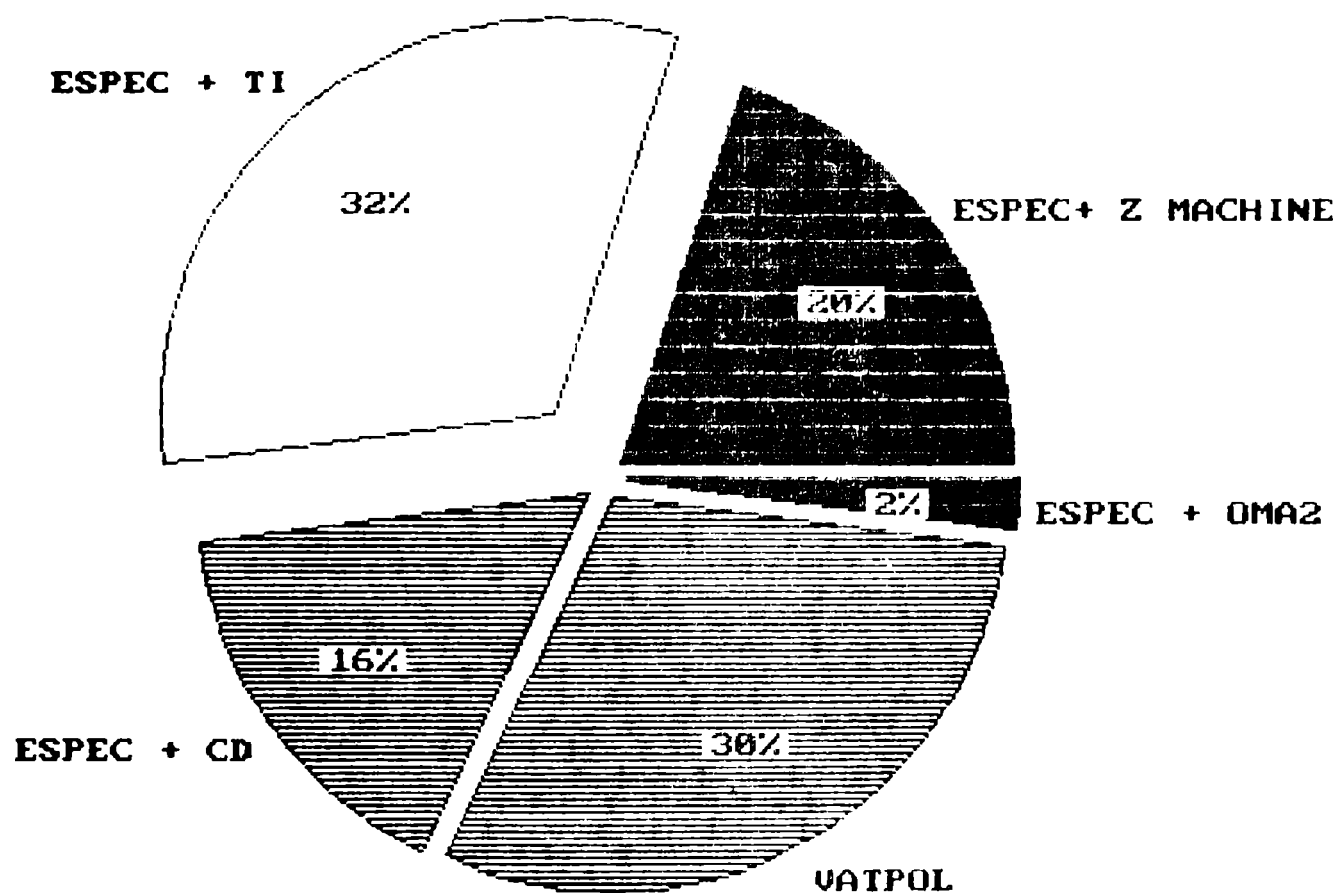
Los elementos para construir el espectrógrafo echelle están a la fecha en la etapa de obtener los permisos de importación que requiere la Aduana Nacional. El espectrógrafo estará montado sobre una mesa óptica ubicada en la sala coudé. Hasta allí la luz se llevará con fibra óptica transmisora en el UV. La dispersión producida será de alrededor de $5 \text{ \AA}/\text{mm}$ y el detector será un CCD marca Photometrics.

Fotopolarímetro: Se encuentra en estado avanzado de construcción un fotopolarímetro que reemplazará al VATPOL. La electrónica se encuentra terminada en un 80% y la mecánica en un 40%. Se encuentra disponible la óptica necesaria.

El Uso del Telescopio y sus Periféricos Actuales.

Durante 1989 el uso del telescopio por instrumental auxiliar fue el que se presenta en la Figura 7.

DISTRIBUCION USO INSTRUMENTOS 1989



PRESUPUESTO

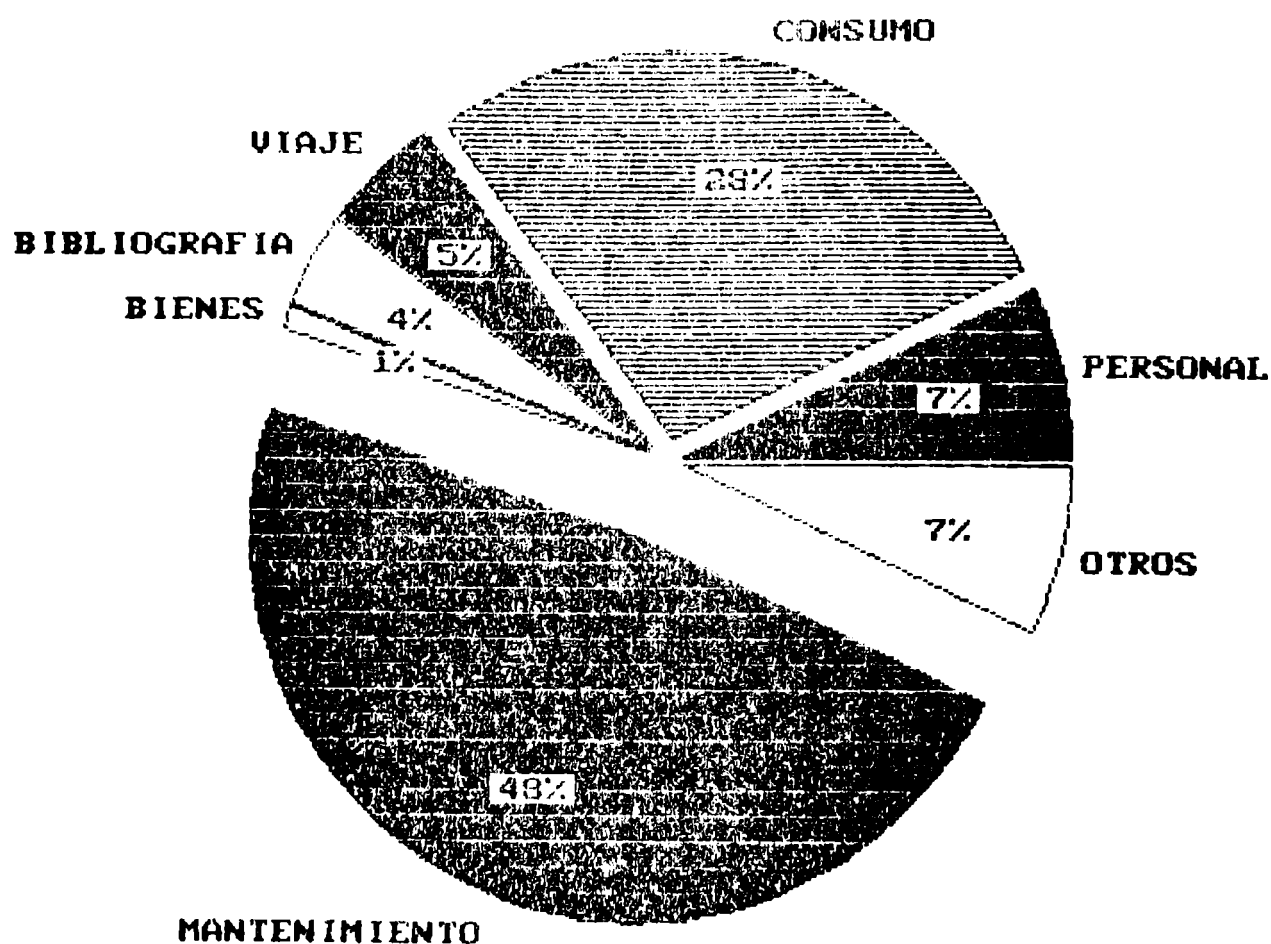
El presupuesto de funcionamiento de CASLEO es del orden de los u\$s 100.000 anuales sin contar los sueldos del personal que suma el

equivalente a u\$s 120.000 anuales aproximadamente.

La distribución de los gastos por rubro durante el año 1989 se muestra en la figura 8.

Este presupuesto no incluye nuevos desarrollos instrumentales para los cuales deben obtenerse fondos adicionales a través del sistema de subsidios de CONICET u otras entidades.

DISTRIBUCION DE GASTOS 1989



EL FUTURO

El futuro inmediato debe ver cristalizados los proyectos instrumentales que permitan dotar al telescopio de detectores digitales

tanto para imagen directa, para espectroscopía cassegrain con sus correspondientes posibilidades en cuanto al procesamiento de imágenes. Debe concretarse además el proyecto de construcción de la echelle ya indicada anteriormente, con lo cual se dotaría al telescopio de posibilidades muy competitivas.

En el mediano plazo debiera instalarse un telescopio menor, del orden de 1 m de diámetro que permita efectuar todos aquellos programas accesibles para ese diámetro con detectores eficientes.

Sea a través del CASLEO o de otro instituto la Astronomía Argentina debe contar a mediano plazo con una organización que permita desarrollar instrumental astronómico tanto para CASLEO como para otras ramas instrumentales. Desarrollar instrumentos es muy duro en los comienzos pero luego es invaluable la ventaja de mantener y mejorar aquello que fuera desarrollado por personal propio.

En el más largo plazo, la instalación de un telescopio mayor y de radiotelescopios puede canalizarse en la misma zona ya que existen lugares suficientes y una infraestructura que no debe desaprovecharse.

En este sentido es necesario formar una masa crítica indispensable de astrónomos instrumentistas que participen en forma activa de la observación astronómica y del desarrollo y mejora de nuevos instrumentos. Esto no significa que no deban desarrollarse al mismo tiempo las otras ramas de la ciencia astronómica que requieren en forma primordial otro tipo de equipamiento, pero es evidente que en cuanto se brinda a la comunidad astronómica la posibilidad de contar con telescopios y equipo auxiliar competitivo, ésta responde en forma inmediata utilizando ese equipamiento. Actualmente, el uso del telescopio de 215 cm está completo y en tiempo oscuro está sobresolicitado en un factor 1.5, a pesar de no contar aún con un CCD, ni con posibilidades para alta dispersión.

Deseo rescatar finalmente un párrafo del trabajo de Alvarez y Lopez (1983) que creo, como ellos mismos lo indican, se aplica perfectamente a nuestro tiempo y lugar.

" La tradición astronómica mexicana tiene cimientos profundos a lo largo de la historia, pero también refleja uno de los problemas que son común denominador a la mayoría de las acciones emprendidas en nuestros países ('dependientes', 'del tercer mundo', 'en desarrollo', etc). Este común denominador es la existencia de la visión global de un proyecto pero de manera casi exclusivamente personal faltando esta misma visión global a nivel institucional. Los esfuerzos individuales pocas veces trascienden y es necesario revisar periódicamente los esquemas originales, que la mayoría de las veces cambian y hay que adaptarlos debido a las circunstancias en las que nos vemos envueltos".

Este párrafo es tan válido para el proyecto CASLEO, como para quizás otros proyectos de la ciencia en la Argentina, que podríamos cambiar "mexicana" por "argentina" en la primera frase sin temor a equivocarnos.

Los astrónomos que usan el CASLEO y muchos de los que no lo usan tanto, desean que el proyecto avance, se perfeccione, se consolide y brinde todo aquello que debe brindar. Las instituciones realmente quieren lo mismo?

REFERENCIAS

- Alvarez, M. y Lopez, E. 1983, Historia de la Astronomía Mexicana,
Arnal, M.E. y Filloy E. 1988, Bol. Asoc. Arg. de Astronomía,
Clariá, J.J. y Bica, E. 1990, comunicación privada.
Magalhaes, M., Benedetti, y Roland. 1984, Publ. A.S.P.,

IMPLICATIONS OF MODERN OBSERVATIONS ON SOLAR FLARE THEORY

IMPLICACIONES DE LAS OBSERVACIONES MODERNAS EN LA TEORIA DE LAS FULGURACIONES SOLARES

Cristina H. Mandrini

Instituto de Astronomía y Física del Espacio

and

Marcos E. Machado

Observatorio de Física Cosmica - CNIE

RESUMEN: Describimos, en forma general, la fenomenología de las fulguraciones solares a través de diversos aspectos: una revisión breve de la historia de las observaciones, una descripción general de sus características observadas y, por último, una enumeración de los requisitos básicos que deben satisfacer los modelos de fulguración. En segundo término, resumimos algunos de nuestros resultados recientes referidos a las características de la liberación de energía observadas en eventos que abarcan un rango, tanto espacial como energético, muy amplio: fulguraciones, microfulguraciones y brillantamientos de gran escala. La base de nuestro análisis es el conjunto de datos, únicos en su tipo, obtenidos por el Espectrometro de Imágenes en Rayos X Duros que voló a bordo del satélite Misión para el Máximo Solar y magnetogramas vectoriales del Centro de Vuelos Espaciales Marshall.

1 Fellow of the CONICET

ABSTRACT: We present, in general, the solar flare phenomenon going through several aspects: a brief historical survey of solar flare observations, a general description of its observed characteristics and, finally, an account of the basic requirements set on solar flare models by the observational data. As a second step, we summarize some of our recent results on the observed character of energy release in a vast energetic and spatial range of events: flares, microflares and large scale brightenings. The base of our analysis is the unique set of data provided by the Hard X-ray Imaging Spectrometer, that flew aboard Solar Maximum Mission satellite, and ground-based vector magnetograms from the Marshall Space Flight Center.

1. INTRODUCTION

1.1 A little history

Solar flares are energy release transient phenomena, the most spectacular and violent ($\geq 10^{32}$ erg in $\approx 10^2 - 10^3$ s, in extreme cases) form of activity in the sun atmosphere.

On September 1, 1859, R.C. Carrington (1860) and R. Hodgson (1860) observed for the first time a white light flare, being this type of event not the most common within these phenomena. From then on, and until the launching of the Orbiting Solar Observatory (OSO) satellites, the data were obtained mainly from earth in several wavelengths. There exists an overwhelming quantity of observations, mainly in H α , which have been the basement for general conclusions about the size, shape, intensity, etc. of flares. In particular, these events have been classified according to the area covered and intensity observed in this wavelength (see e.g. Svestka, 1976). This classification describes quite well the coldest region of a flare ($T \approx 6 - 8 \cdot 10^3$ K) and its levels of importance are related to certain effects induced in earth, such as: geomagnetic storms and auroras.

However, as Parker has said: "trying to understand the basic physical processes at work in flares using only H α data, is the same like trying to describe a dinosaur looking only at its footprints". In this line, the analysis of a hotter ($T \geq 10^8$ K) emission component, that has come evident in modern observations, has thrown light in the understanding of the physics of flares.

It is known, from long time ago, that almost all flares develop in active regions (ARs) with sunspots and that they are more frequent as more complex the sunspot group is (Bell and Glazer, 1959; Dodson and Hedeman, 1970). It has also been observed that the events that take place in the penumbral part of a sunspot release the largest amounts of energy (see review works by Svestka, 1968, 1981 and studies by Dodson and Hedeman, 1960; Ellison et al., 1961; Martres and Pick, 1962; Neidig, 1977; Dwivedi et al., 1984). However, the first observations showed that flares do not appear in the umbra (Svestka et al., 1961), being evident that there are other important aspects in the magnetic configuration besides the field intensity. With the advent of the solar magnetograph designed by Babcock in 1953, it was possible to compare directly the photospheric magnetic field and the region of the flare. Its location with respect to the longitudinal neutral line ($B_{11} = 0$) was studied by Martres et al. (1966) and Moreton and Severny (1968), who related it with the presence of small bright H α points; these appeared at both sides of $B_{11} = 0$ at the beginning of the event in regions of intense field gradient. Though the first data provided information of the longitudinal magnetic field only, it was possible to infer, under certain assumptions, the direction of the transverse component (Zvereva and Severny, 1970). Zirin and Tanaka (1973) and Tanaka and Nakagawa (1973) were the first to discuss the importance of the observed magnetic shear in the structure where the events develop. Magnetic shear gives the idea of the departure of the local magnetic field from a potential configuration; being the shear angle, defined by Hagyard et al.

(1984), the angular difference between the observed and the potential field direction calculated from longitudinal field measurements. We will discuss this point in relation to the energy released by individual bipoles in the following Section.

There are observations of two types of phenomena that point out the essential role of the magnetic field structure and dynamics. These are: sympathetic and homologous flares. Almost simultaneous events, called sympathetic, are often observed in different active regions (Richardson, 1936, 1951; Becker, 1958; Moreton and Ramsey, 1960; Valnišek, 1961; Athay and Moreton, 1961) the interconnecting loops seem to be the channels through which different types of perturbations can travel from one active region to another giving place to this phenomenon. On the other hand, it is frequently seen that one event happens in the same place and preserving the same geometry as a previous one. This recurring character of flares was observed for the first time by Waldmeier (1938) and shows that: either the non-potential configuration is rebuilt after every event, or only a part of the stored energy is released after every event.

It was during the 60's that considerable progress was made in the observational area. The data obtained from satellites gave the chance of analyzing flares in wavelengths not yet detected from earth. The first soft X-ray observations were provided by the instruments aboard OSO-1 (White, 1964). The spectrometers on OSO-3 (Hudson et al., 1969), OGO-5 (Orbiting Geophysical Observatory, Kane and Anderson, 1970) and OSO-7 (Datlowe et al., 1974a,b) observed innumerable small events between 5 keV to \approx 100 keV. These data were used mainly for statistical studies. In the EUV, the first data with spatial resolution were those of the instrument of the Harvard College Observatory (300-1350 Å) aboard OSO-4 and OSO-6 (Wood et al., 1972). Comparing these observations with those obtained simultaneously in X-rays by other satellites, Wood and Noyes (1972) concluded that the EUV emission was a combination of two components: the first associated

to the non-thermal and impulsive X-ray radiation, that would result after the injection of accelerated electrons in the dense chromosphere during the flare triggering and the second related to the thermal X-ray emission, that would come from the indirect heating of the chromospheric plasma due to a coronal source.

These early USA satellite experiments were complemented by the TD-1A of the European Space Research Organization in 1972; its hard X-ray spectrometer (Van Beek, 1973) observed the solar radiation between 25 keV and 1050 keV with high temporal resolution. Hoyng et al. (1976) analyzed thoroughly the data in relation to the source models for hard X-ray emission during flares.

Skylab was the first manned mission that observed the Sun (1973 - 1974). This space station had 8 telescopes (Apollo Telescope Mount, ATM) covering a wide wavelength range (2-7000 Å), which allowed to obtain information of the different zones in the solar atmosphere. A review of the observations and most important conclusions of ATM can be found in Zirker (1977), Sturrock (1980a) and Orrall (1981); though, perhaps, the outstanding result of this mission was the recognition that the classic picture of a homogeneous corona heated by sound waves is, at most, a minor component. The solar corona is structured in a vast hierarchy of magnetic loops, playing the magnetic field an essential role in the heating of the external solar atmosphere (see Kuperus et al., 1981 for a review). On the other hand, regions of open field lines show reduced coronal emission and are the sites where the solar wind originates.

Though Skylab was launched during the minimum of the solar cycle, a substantial leap forward in flare modelling took place after its high spatial resolution X-ray and UV pictures. In particular, flares were seen like very bright coronal loops that could come in two main classes, distinguished by the global form and action of the magnetic field in which they occurred (Pallavicini et al., 1977; Moore et al., 1980). In one class, the flare develops within the loops of a

single bipole, loops that remain closed throughout the event. In the other class, the flare occurs in a sheared magnetic arcade as an integral part of the eruption and expulsion of the magnetic field carried in a filament and coronal mass ejection. Moore et al. (1980) referred to the above two classes as "compact" and "two-ribbon" flares. Following Švestka (1986), we shall call the first class "confined" and the other "ejective", according in this last case with the terminology in Machado et al. (1988a); we do this so as to emphasize the essential differences between both.

After this mission we can mention: the International Sun Earth Explorer (ISEE, 1978) and P78-1 (1979) satellites. The first spacecraft carried aboard a hard X-ray spectrometer observing between 26 and 3170 keV (Kane et al., 1979); the results obtained, relevant to flares, can be found in Kane (1983). In relation with P78-1, Doschek (1983a) describes the instruments aboard and Doschek (1983b) summarizes the conclusions derived from these data.

Besides the numerous satellite experiments already mentioned, a great deal of information was provided during the same period by instruments that flew in balloons. All these data, compiled along almost 20 years, were surpassed in quality in some cases and complemented in others by the observations of the Solar Maximum Mission (SMM). This USA satellite, together with Hinotori from Japan, were the last two devoted, almost exclusively, to the observation of solar flares. Kondo (1983) and Tanaka (1983, 1987) describe the instrumentation and the main results from Hinotori, respectively.

SMM was launched on February 14, 1980, near the maximum of solar cycle No 21. In November 1980, the spacecraft attitude control system failed; being repaired in orbit by the crew of the Space Shuttle in November 1984. The satellite de-orbited and was

lost on December 2, 1989 in the Indian Ocean. During its useful life, more than 400 papers based on SMM observations and their interpretation have appeared in scientific journals. A compilation of SMM results can be found in Kundu and Woodgate (1986), while Solar Physics No 65 was devoted exclusively to a description of the instruments aboard.

We shall now outline briefly the main features of the Hard X-ray Imaging Spectrometer (HXIS, Van Beek et al., 1980), since its observations are the basis of our next analysis. Two dimensional imaging in hard X-ray of flares became possible for the first time with HXIS. This instrument consisted of an imaging collimator of ten grid plates divided into 576 sections and a position sensitive detector system. The grids formed a coarse field of view (CFOV) $6^{\circ} 24''$ in extent (with $32''$ resolution square picture elements or "pixels") and a fine field of view (FFOV) of $2^{\circ} 40''$ (with $8''$ resolution pixels). Every pixel was observed, with time resolution down to 1.25 s and up to 7 s depending on the operational mode, in six energy bands ranging from 3.5 to 30 keV and arranged in the following way: B1 3.5-5.5 keV, B2 5.5-8.0 keV, B3 8.0-11.5 keV, B4 11.5-16.0 keV, B5 16.0-22.0 keV and B6 22.0-30.0 keV. Though HXIS had only nine months of active operation its data set constitutes a unique record of solar flares, with a spatial resolution never before achieved at those high energies.

In this survey we have emphasized the observations that have been more relevant for solar flare theory. At present, several satellite experiments are being prepared to fly during this solar cycle (see Rovira, 1990) which will try to throw light in several points that still remain obscure, not only in relation to flares but also in many other aspects of solar physics.

1.2 Basic description of flare spectrum

Solar flares emit radiation in a wide range of wavelengths. In Figure 1 we show the temporal evolution of a typical flare; it can be seen that, though there exists a general agreement, the light curves are different enough so that no one alone can completely describe the event.

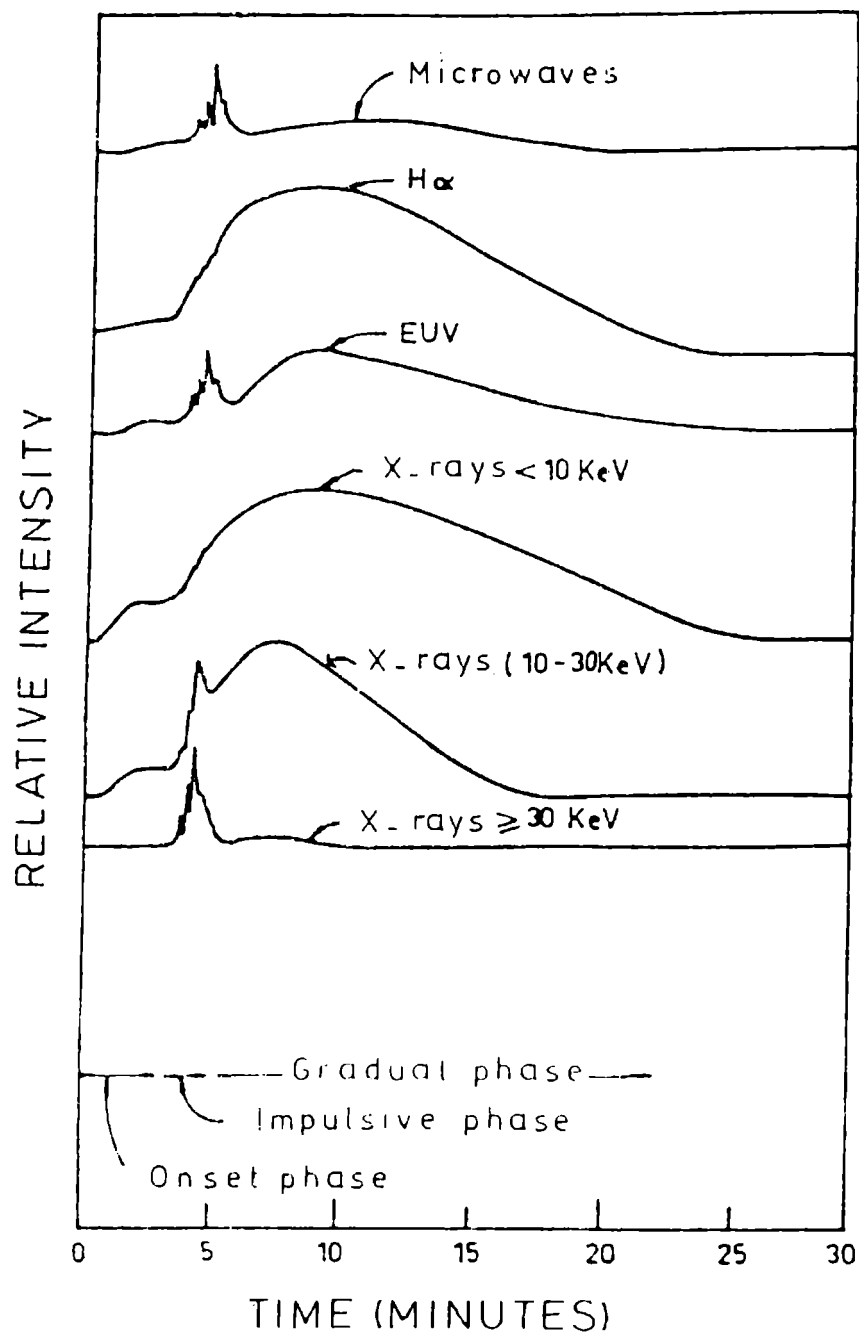


Fig. 1 Intensity as a function of time at different wavelengths for a typical flare. We have indicated the phases in which the X-ray emission is divided.

Some flares may also eject plasma into the corona and the interplanetary space originating a shock wave. As this wave travels, it excites plasma oscillations that give place to a type II burst, a drifting radio emission. Part of the electrons that have been accelerated during the flare stay trapped behind the shock producing, through gyrosynchrotron radiation, a metric radio continuum called type IV radio burst. This emission can be stationary or moving, either if it comes from the electrons that stay in zones of closed magnetic field lines or from those that are in the ascending plasma cloud.

The temporal evolution of the observed intensity in different wavelengths is often divided in phases that are related, in first approximation, with distinct physical processes. In the X-ray range (see Fig. 1), we shall talk of: onset, impulsive and gradual phases (see Machado et al., 1988a). The onset phase indicates the beginning of the event with a slow rise in soft X-rays. This phase can, eventually, appear in hard X-rays. Afterwards an impulsive phase is observed in hard X-rays, during this period the soft X-ray light curve has not reached its maximum but shows a steep slope. The gradual phase, that may not be present in many events, follows the impulsive in hard X-rays. In the soft X-ray curve, the period after the maximum is often called main phase (see e.g. Priest, 1982).

1.3 Basic requirements for flare models

The theoretical interpretation of solar flares has been the subject of long discussions in the last years, and the great number of models that have appeared do not explain the flare phenomenon in all its aspects. Most of these are qualitative in nature and agree with observations in a general way. Some of the basic physical parameters used in models, as e.g. the size scale of the

energy release zone, are orders of magnitude smaller than the minimum instrumental spatial resolution ever achieved and, therefore, direct comparison between observations and theory is not yet possible. On the other hand, the flare observables are the result of the convolution of the primary energy release characteristics with those of the environment where the flare occurs, through a combination of plasma instabilities and energy transport processes. Despite all these constraints, observations obtained in the last two decades have been substantial for flare theory.

The problem of flare model requirements is not a completely objective matter, and a discussion giving different weight to certain aspects of flare phenomenon can be found in different reviews about solar flare models (Sturrock, 1980b; Spicer and Brown, 1981). We point out that the requirements we enumerate here, are the basic ones that emerge from the analysis presented in the next Section.

All the hypothesis that are made about the nature of solar flares give an important role to the magnetic field of solar active regions, as can be inferred from the observations described previously. It is accepted, in general, that a solar flare is a coronal phenomenon and that the energy released is stored in stressed (current-carrying) magnetic structures; being the energy storage process one of the points that has to be considered.

Provided that the coronal and photospheric plasma is highly conducting, the most straightforward way of increasing the energy content of a coronal potential configuration, where $\beta \ll 1$ (β , ratio of the gas pressure to the magnetic pressure), is through the motion of the photospheric ($\beta \gg 1$) footpoints of magnetic loops. This energy storage can be considered as a slow process along which the magnetic field evolves through a succession of force-free configurations, ending up in a higher energy state (Low, 1982).

This process seems to be possible since the photospheric motions timescale is of the order of days, while the coronal field would adjust to this perturbation, with the Alfvén velocity, in a timescale of the order of seconds. Figure 2 shows the way in which the original configuration can be deformed: a whirling velocity field can twist the footpoints of a loop (upper drawing) or an arcade can be sheared due to motions tangent to $B_{11} = 0$ (lower drawing).

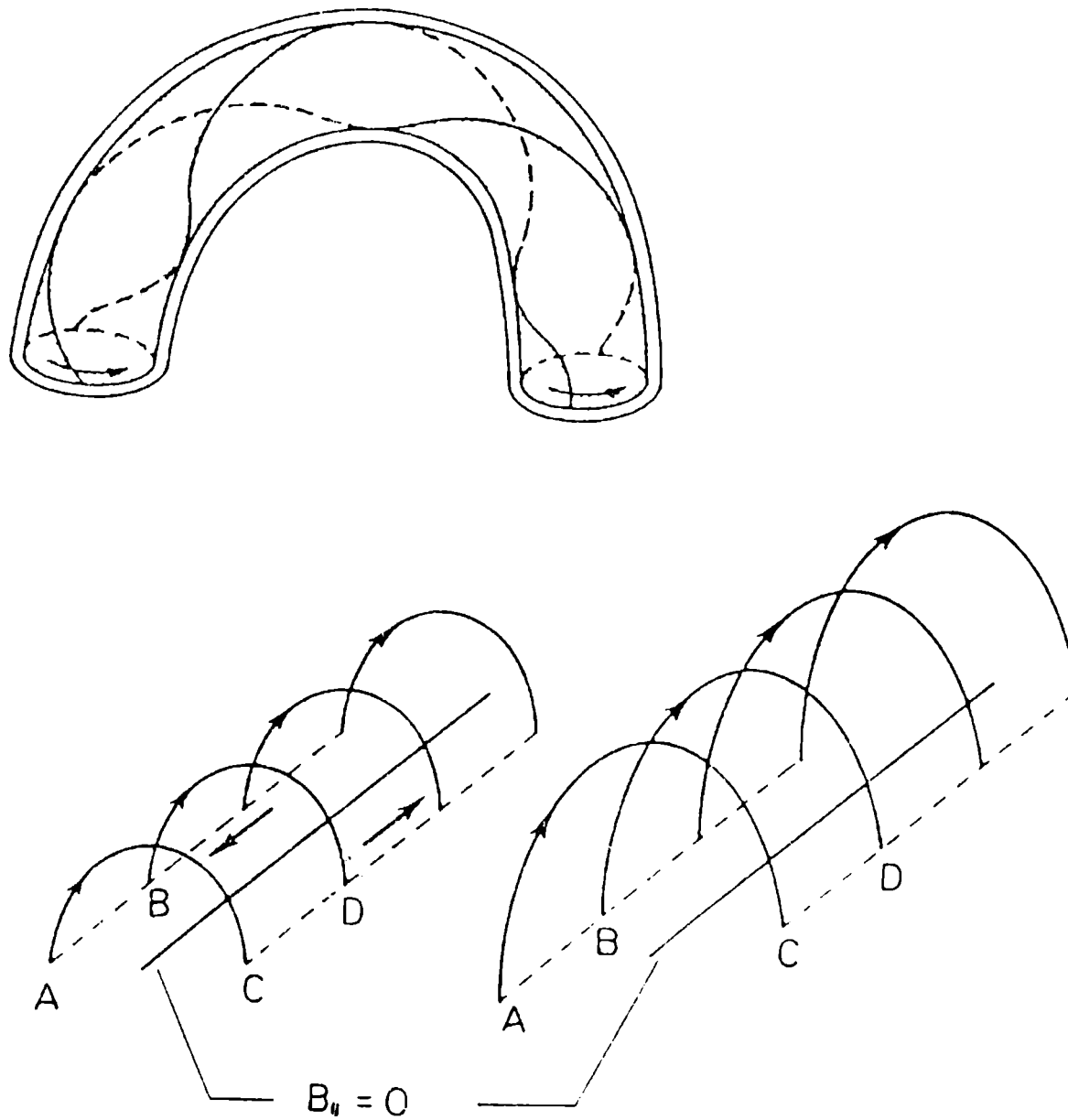


Fig. 2 Schematic representation of the deformation of potential coronal fields due to footpoint motions: a twisted loop (upper drawing) and a sheared arcade of loops (lower drawing).

McClymont and Fisher (1989) evaluate the mechanic energy associated to the turbulent motions of the upper convective zone. They find out that the energy needed for a flare cannot be instantaneously provided, but that along ≈ 1 day a flux tube would store 10^{31} erg. In his model of coronal heating, Parker (1981a,b, 1983a,b) proposes that footpoint motions continuously drive the coronal magnetic field into states of dynamical nonequilibrium. In this process, many discontinuities (current sheets) are spontaneously formed; in these regions the field reconnects enhancing, thus, Joule dissipation and simplifying the magnetic structure. However, Antiochos (1987) shows that for continuous boundary conditions only continuous solutions are allowed for the coronal force-free fields; being thus not proved Parker's assertion. There are also coronal heating models based on the excitation of magnetohydrodynamic (MHD) turbulence (van Ballegoijen, 1986; Gomez and Ferro Fontan, 1988); according to them, the energy coming from photospheric motions undergoes a cascade process towards the microscale where it is efficiently dissipated through Joule effect. These models are stationary and do not take into account an eventual energy storage. At this point, the problem of explaining through the same process coronal heating and energy storage for a flare has not yet been solved.

The observation of photospheric magnetic shear along longitudinal neutral lines (Krall et al., 1982; Hagyard, 1988) suggests the existence of net currents flowing from the photosphere towards the corona and, on the other hand, the fact that the longitudinal magnetic configuration of an active region does not change after a flare (remember also homologous flares) indicates that the energy released is energy in excess over the potential one. Our results also suggest that, differences in the energetic evolution of independent bipoles are due to different levels of energy storage (see next Section).

Most of flare models (see however Henoux and Somov, 1987) do not consider the energy storage process and assume that energy is already available in the coronal loops.

The coronal field deformation, just described, is an ongoing process. However, it is not expected that the magnetic stresses can increase indefinitely. Models that study sequence of force-free equilibria in arcades (as those shown in Figure 2) find that the structure eventually reaches a metastable state (Birn and Schindler, 1981) and infer that, at this moment and due to some perturbation, the flare is triggered, the configuration releases its free energy and returns to a low energy state. The presence of an impulsive phase at the beginning of the emission in certain wavelengths shows that the energy release is violent. A flare model must then consider a flare triggering mechanism. Those that propose that the geometry of the event is given by more than one bipole, assume that the interaction between them starts the energy release (see e.g. Heyvaerts et al., 1977); while those that consider that flares take place within one closed loop, propose the development of some type of instability (see e.g. Spicer, 1977; Van Hoven, 1976, 1981). Our results support both the idea that the interaction between bipoles, probably through reconnection, occurs at the beginning of most flares and the idea that the bulk of energy release takes place within the bipoles (see next Section).

Another problem that flare models have to explain, is that of the energy release mechanism. In particular, the impulsive phase seems to be the one that sets the major requirements. During this period, the observations indicate the presence of high energy accelerated particles and, therefore, the proposed mechanism has to be able of heating the plasma and accelerating particles. For example, the hard X-ray emission requires, according to the assumed source model, either the presence of zones with $T > 10^8$ K (Brown et al., 1979; Smith and Lilliequist, 1979) or the acceleration of

$\sim 10^{36}$ electrons s^{-1} (Hoyng et al., 1976). Most of modern flare models consider magnetic reconnection or annihilation in current sheets as the energy release mechanism, being then the topology of the reconnecting region what characterizes the model. Excellent reviews of flare models are those by Sturrock (1980b) and Spicer and Brown (1981).

2. FLARE AND FLARE-LIKE PHENOMENA IN MAGNETICALLY COMPLEX ACTIVE REGIONS

In recent works (Machado et al., 1988a,b; Mandrini et al., 1989; Mandrini and Machado, 1990) we have analyzed the properties of flares and other associated phenomena that are determined from HXIS data and combined ground-based observations of the magnetic field. In our analysis we have considered the soft and hard X-ray spatiotemporal evolution, the time dependence of the thermal energy content in different magnetic bipoles participating in the flares and the relationship of the X-ray behaviour to the strength and observable shear of the magnetic field. Our aim with this study has been to draw a picture of flares meaningful for the understanding of the energy release process and the field topology where they occur, confirming and/or adding to the findings of previous observations, i.e. those of the Skylab. In this Section we summarize and illustrate our main results.

We point out that we take as a working premise that the hard X-ray emission at photon energies $\epsilon \geq 16$ keV is intrinsically associated with the primary energy release process, irrespective of whether the bremsstrahlung emission at such energies is thermal non-thermal or a combination of both. This premise is based on the fact that the highest energy release powers ($\text{erg}^{-1} \text{ s}$) are those needed to explain the observations during the hard X-ray burst, whatever the source of this emission is (see Machado, 1982; Vlahos et

al., 1986 for reviews). The limit $\epsilon = 16$ keV to the hard x-ray emission is set only for instrumental reasons, since it is the inferior boundary of the lowest energy band (B5) of HXIS that is not severely contaminated by radiation from the ($T \approx 10^7$ K) soft x-ray emitting plasma.

2.1 Confined and ejective events

Machado et al. (1988a) included in their analysis of flare properties 23 events from HXIS data set. Here we describe, in particular, three flares showing similar morphological characteristics that developed in AR 2779 (NOAA number) during November 1980, and then extend our conclusions to some other examples from the original list (see Table I in Machado et al., 1988a).

In Figure 3 we show the evolution of the overall magnetic field of AR 2779 between Nov. 6 and 12, 1980. It can be seen that the positive polarity regions appears split towards the E (central magnetogram), with respect to the original configuration (upper magnetogram), evolving to the situation in which the analyzed events took place (lower magnetogram). AR 2779 was composed of two main sunspots with a reversed polarity region between them (see Fig. 3 and Fig. 4a). In Figure 4c we give a schematic representation of the coronal field lines across the neutral lines labelled as A, B and C (Fig. 4b), plus a large structure D which connects the leading and trailing spots. Such configuration should have an X-type neutral point region above the intermediate neutral line A, which we have encircled in Figure 4c. This line was the region with the largest observable magnetic shear along the period shown in Figure 3; according to Hagyard et al. (1984) the maximum shear angle exceeded 70° .

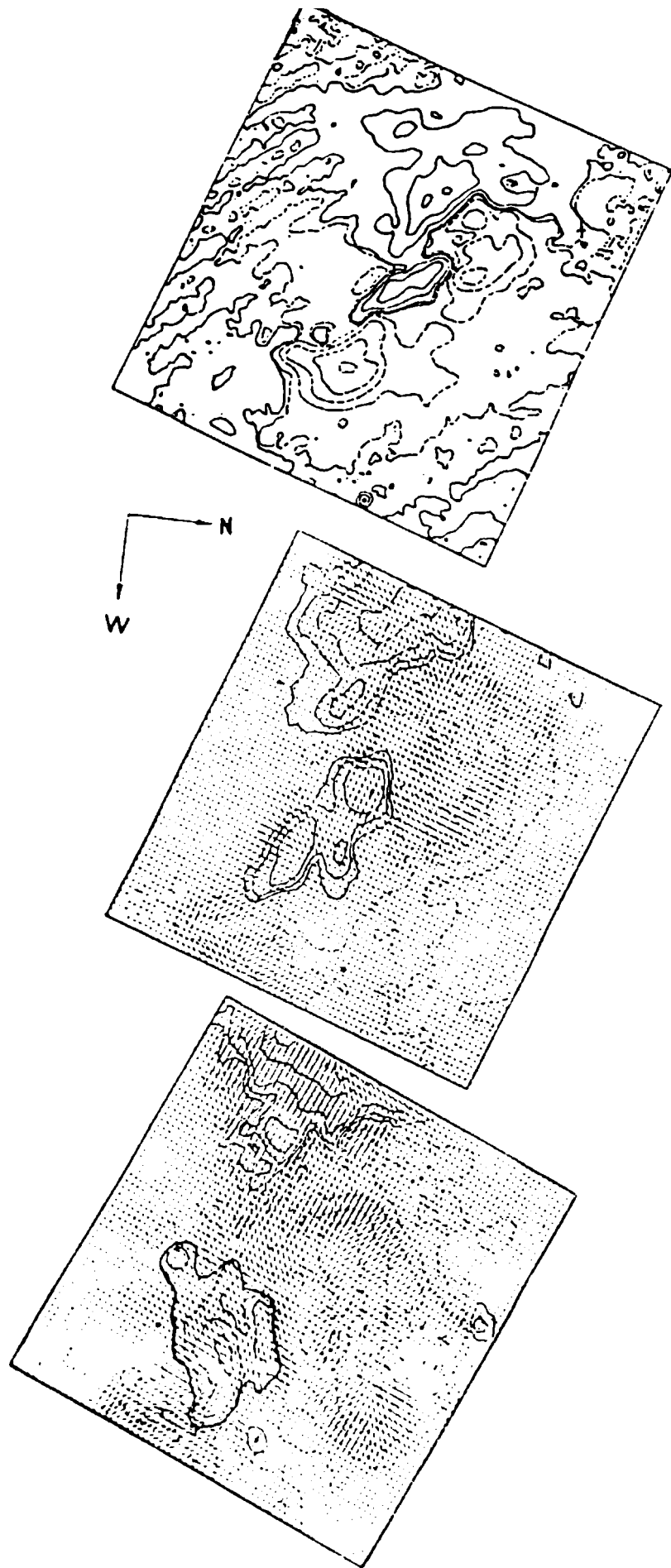


Fig. 3 Temporal evolution of the magnetic field of AR 2779. Longitudinal magnetogram obtained on Nov. 7, 1980, positive polarity is shown with filled lines and negative with dashes (upper figure). Overlay of longitudinal and transverse field measurements of Nov. 8 (central figure) and Nov. 11, 1980 (lower figure). Notice that neutral line A (Fig. 4) is a region of intense magnetic shear. All magnetograms were obtained at the Marshall Space Flight Center (MSFC).

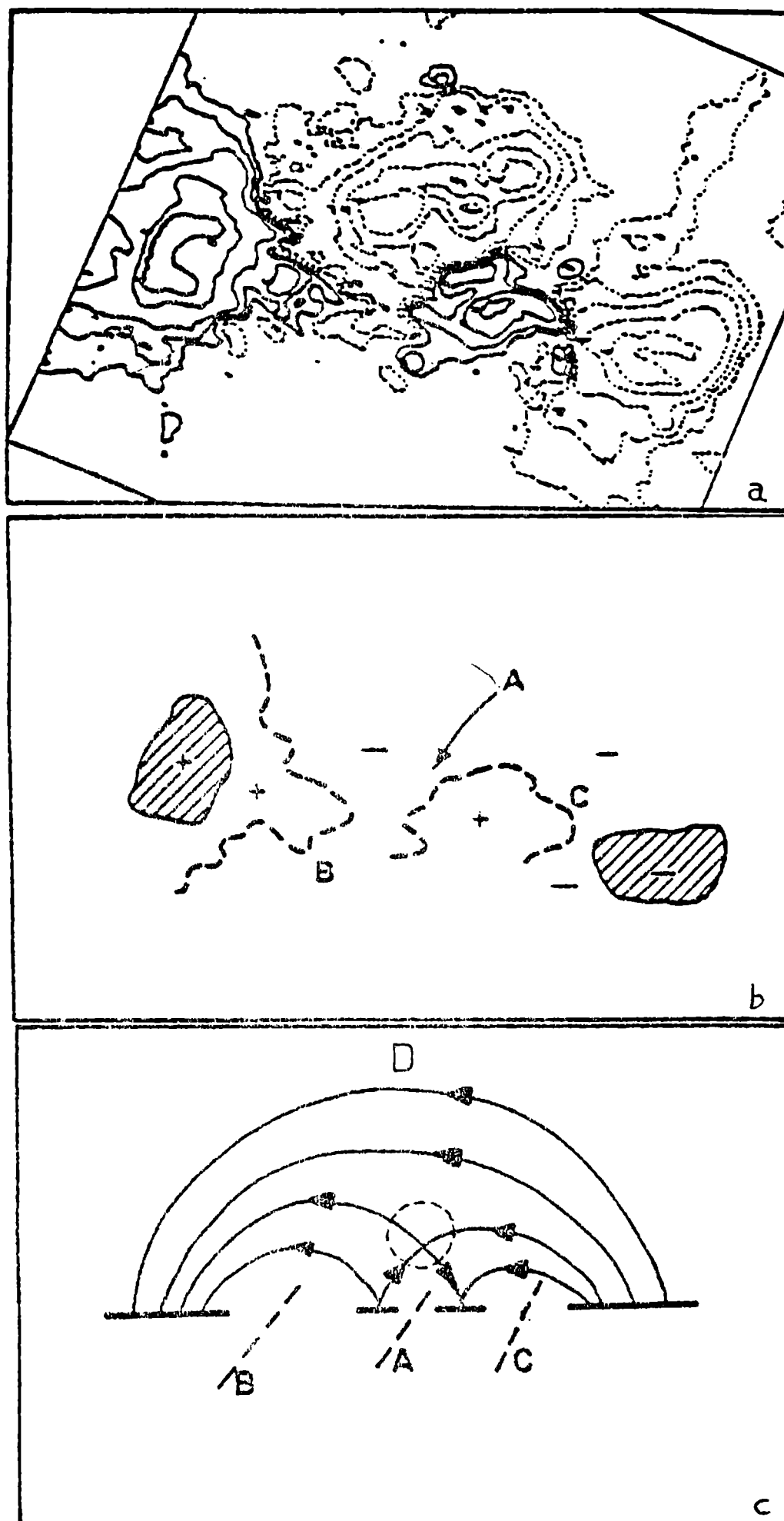


Fig. 4 a) Longitudinal magnetogram of AR 2779 obtained on Nov. 11, 1980, this has been rotated 90 with respect to Fig. 3. b) Neutral lines diagram. c) A 2-D sketch of the coronal field of AR 2779.

Figure 5 depicts the soft and hard X-ray light curves for the three events. The impulsive phase, marked with a bar, is characterized by the hardest X-ray spectrum (largest flux of high energy, $\epsilon > 100$ keV, photons) in the Hard X-ray Burst Spectrometer (HXRBS, Orwig et al., 1980) data (Dennis, 1987); this indicates the generation and precipitation of high energy electrons (Emslie and Machado, 1987). After the impulsive spike, a gradual phase is clearly seen in Nov. 11 flare; being also present, though less intense, in HXRBS data for the other two events. This component has a softer spectrum.

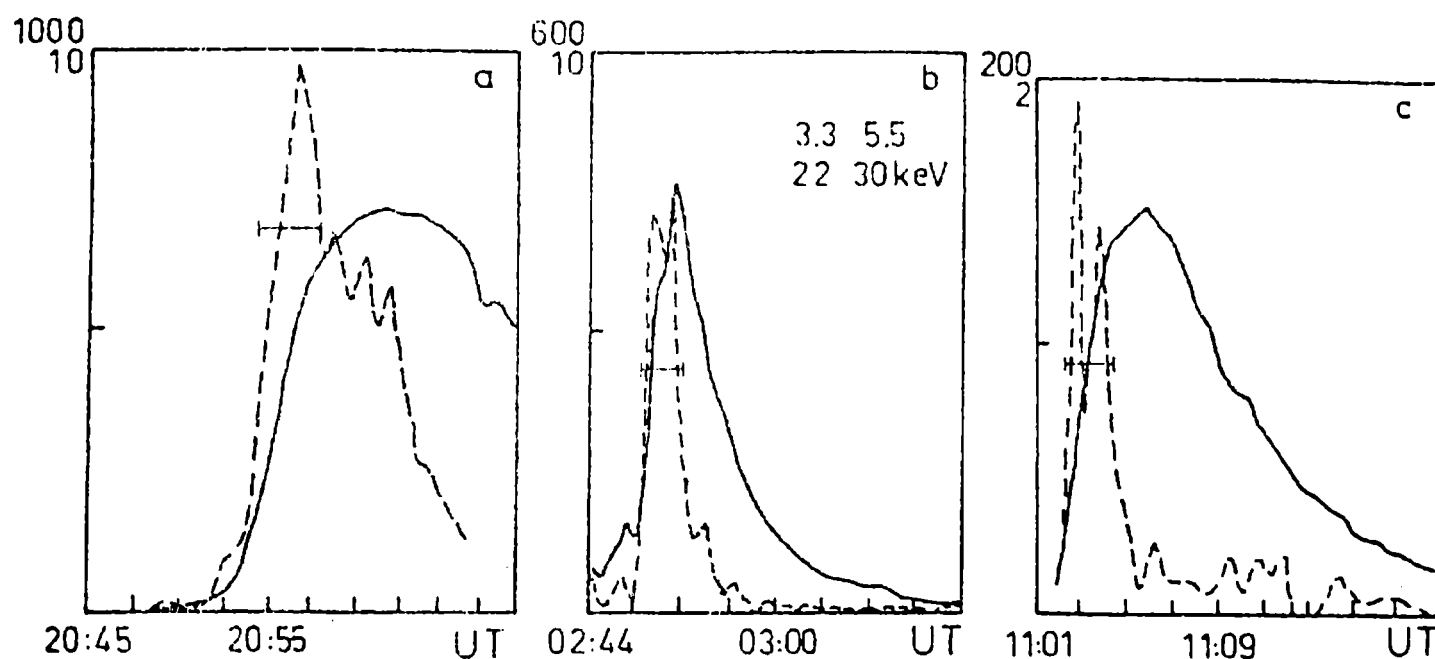


Fig. 5 Soft (filled line) and hard (dashed) X-ray light curves for the flares analyzed in AB 2779: a) Nov. 11, 20:52 UT, b) Nov. 12, 02:42 UT and c) Nov. 12, 11:00 UT events. Tops of the scales (upper left corner) correspond to the soft (top) and hard (below) X-ray $c s^{-1}$.

Figures 6, 7 and 8 show the spatial development of the emission seen by the HXIS low energy bands as a function of time; here we have outlined the neutral lines A and B (see Fig. 4). A small and bright zone, labelled F1 in the three cases, is observed over neutral line A. This region is surrounded by other two: one extending towards the NW (F3) and another, much more elongated, towards the E-NE (F2). According to the location relative to the

neutral lines, the identified zones correspond to three independent bipoles. The earliest flare emission site was located within the intermediate region (F1) of highly stressed field (see Fig. 3).

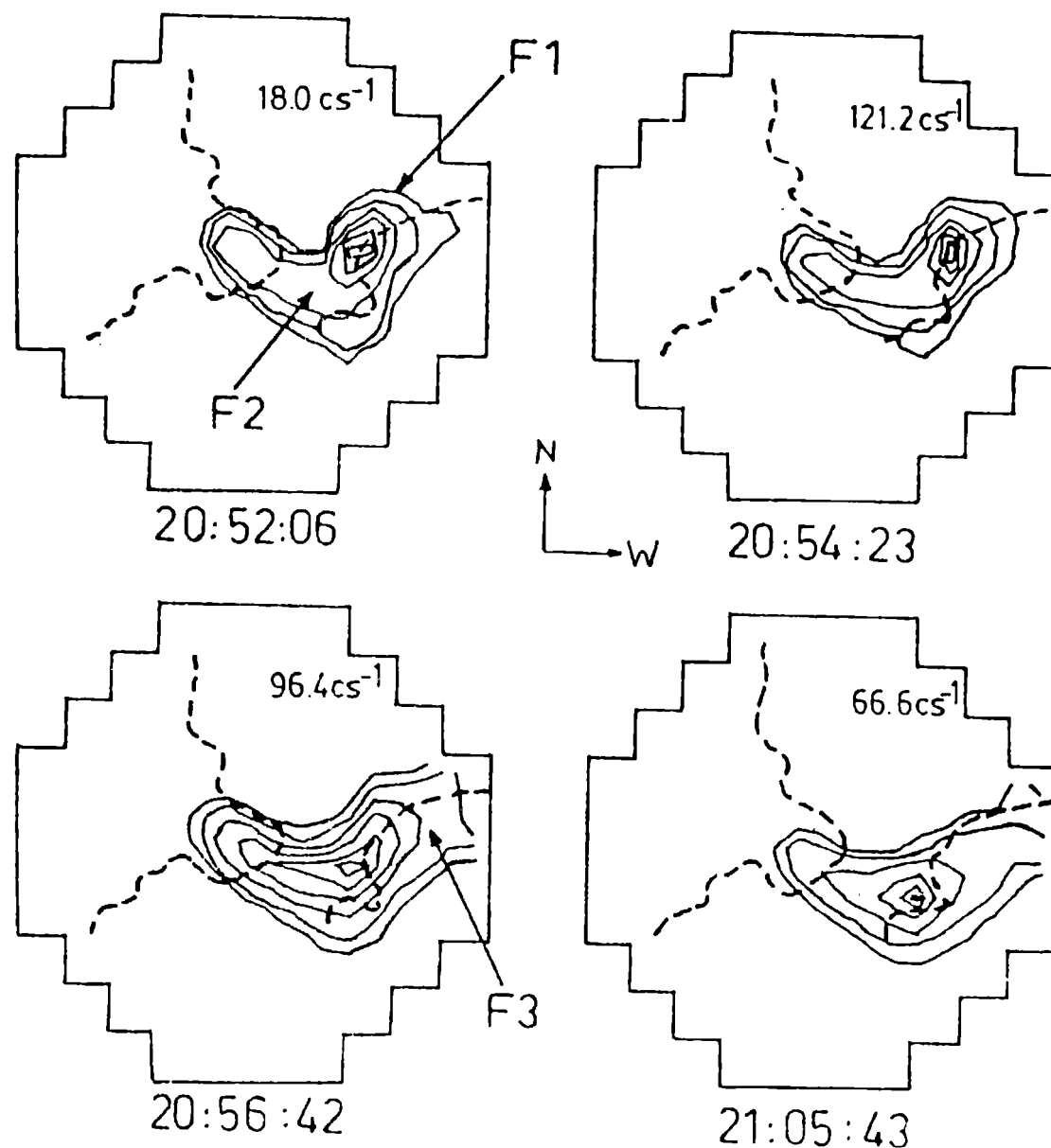


Fig. 6 3.5 - 8.0 keV images in the NXIS FFOV for Nov. 11 flare. Every step is equal to $16''$ in the Sun. The contours correspond to: 90, 75, 50, 25, 10 and 5% of the maximum number of counts which is noted within NXIS field. The number below every figure is the corresponding UT. We have superimposed neutral lines A and B (see Fig. 4).

Subsequently, the emission expanded into F2 and F3 in close association with the development of the impulsive phase, this suggests strong interaction between the bipoles. This behaviour is seen better in Figures 9a, 10a and 11a, where we show the soft X-ray light curves

and the thermal energy ($E_{th} = 3k T Y \frac{1}{2} V \frac{1}{2}$ [erg], where Y is the emission measure and V the volume) evolution for the three structures. It can also be noticed (see Fig. 6, 7 and 8 too) that at flare maximum F2 is the predominant source; note in Figure 3 that this structure extended over a neutral line with observable magnetic shear. Regarding the hard X-ray (16 - 30 keV) emission, the compact F1 bipole is the most important structure towards the beginning of the impulsive phase; while the bulk of this emission is concentrated only over F2 during the gradual phase (see, as an example, Fig. 12).

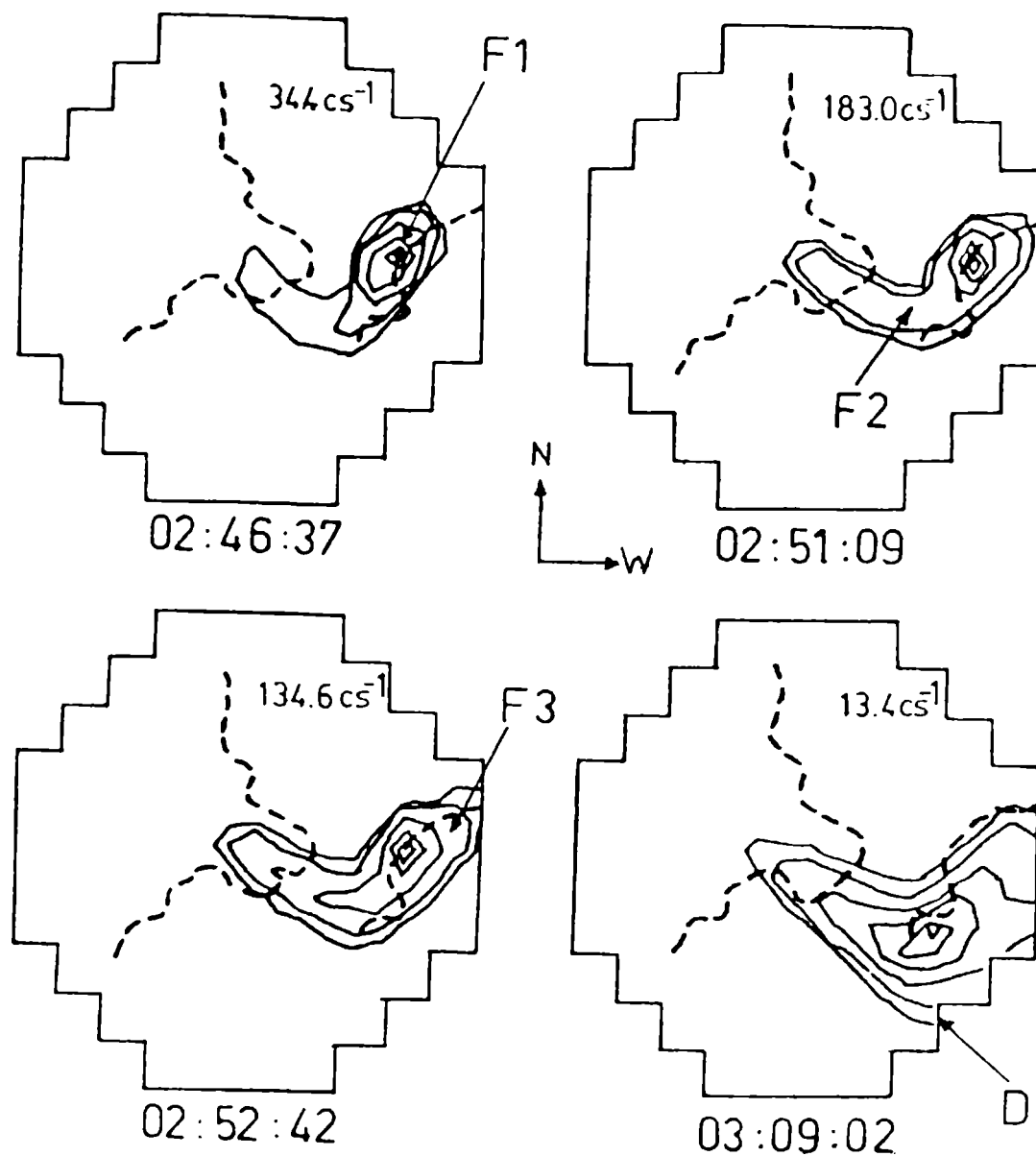


Fig. 7 Idem Fig. 6 for Nov. 12, 02:42 UT flare. Notice the location of the large scale structure D in the last image.

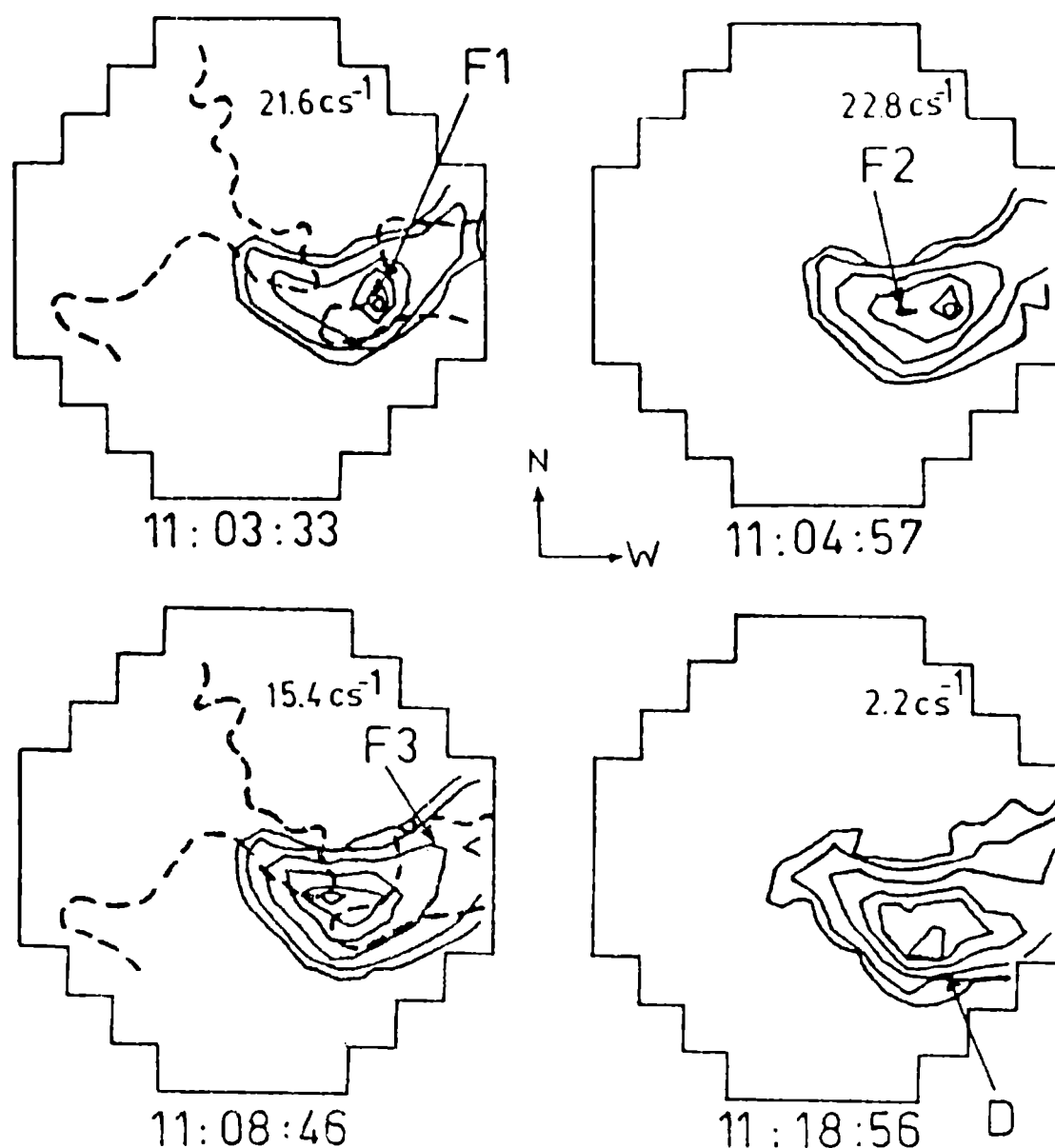


Fig. 8 Idea Fig. 6 for Nov. 12, 11:00 UT flare. We have indicated the position of D in the last image.

We can now compare the characteristics of the hard X-ray burst emission with the temporal variation of E_{th} in every region. As it can be noticed from Figures 9b, 10b and 11b, E_{th} for F1 reaches its maximum and also starts decaying slightly before the end of the impulsive phase. The slopes of these curves are quite steep at both sides of their maximum, being this behaviour consistent with the evolution of the soft X-ray emission within this bipolar structure. In the case of F2 and F3, the larger values of dE_{th}/dt are observed

during the impulsive peaks; this agrees with our previous statement that this phase is characterized by the spread of the emission over the two structures. It is however quite clear that after this initial rise the behaviour of F2 and F3 is clearly different. This is particularly evident in the case of the Nov. 11 and Nov. 12, 11:00 UT flares, where we see that $E_{th}(F2)$ continues rising ≈ 5 m after the impulsive peak; while $E_{th}(F3)$ reaches a plateau during this period. The evolution of the Nov. 12, 02:42 UT event is slightly more complicated due to the considerable level of preburst activity (de Jager and Boelee, 1984; Cheng et al., 1985), but still the same type of behaviour can be recognized.

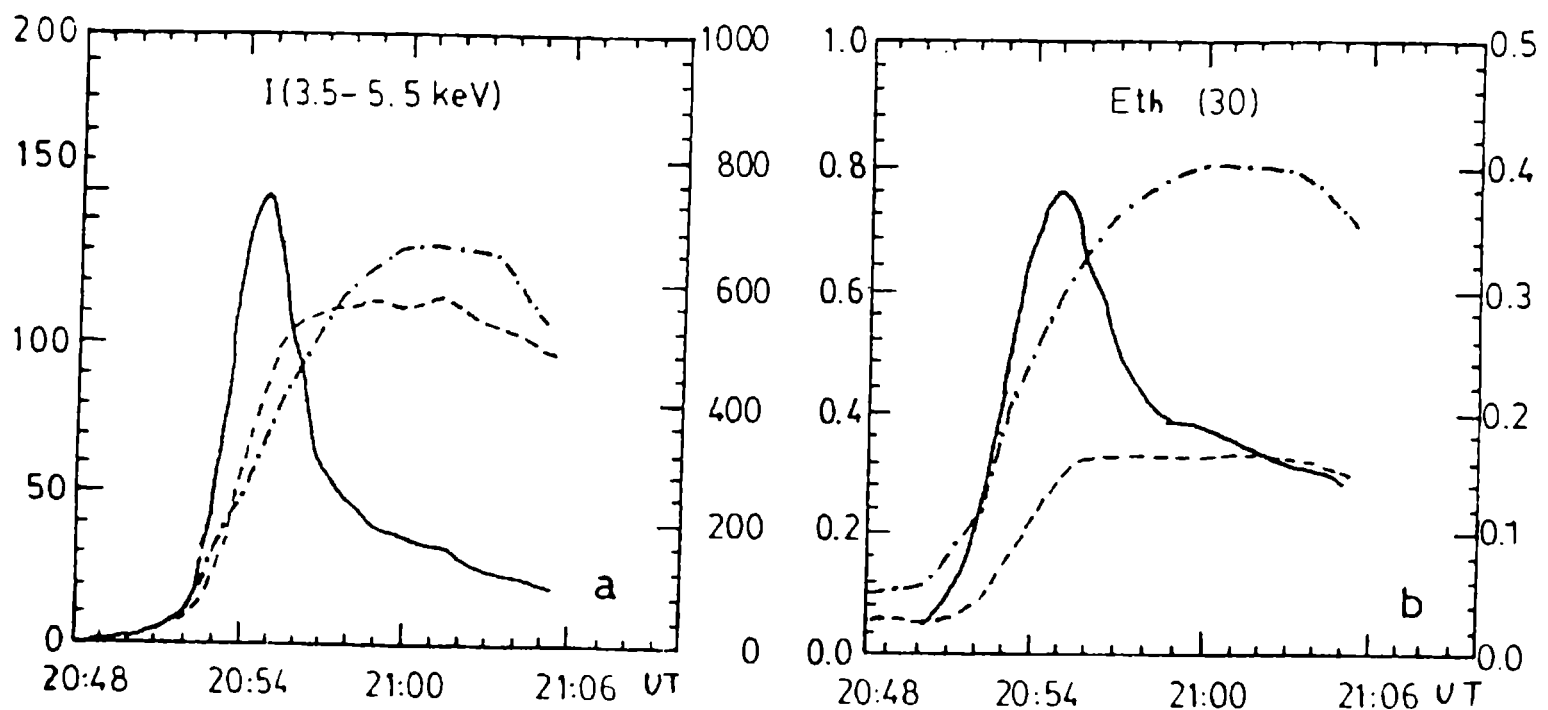


Fig. 9 Nov. 11, 20:52 UT flare. a) Intensity (c/s) as a function of time for F1 (—), F2 (---) and F3 (— · —). The left vertical axis corresponds to F1 and F3 and the right to F2. b) Thermal energy evolution in units of 10^{28} erg. The left vertical axis corresponds to F2 and F3 and the right to F1. The volumes chosen for every structure is $V = 10^3$ cm³ just to establish a frame of reference. τ and γ have been estimated from count ratios between B1 and B3 using the Count Rate Prediction Program (Van Beek et al., 1981).

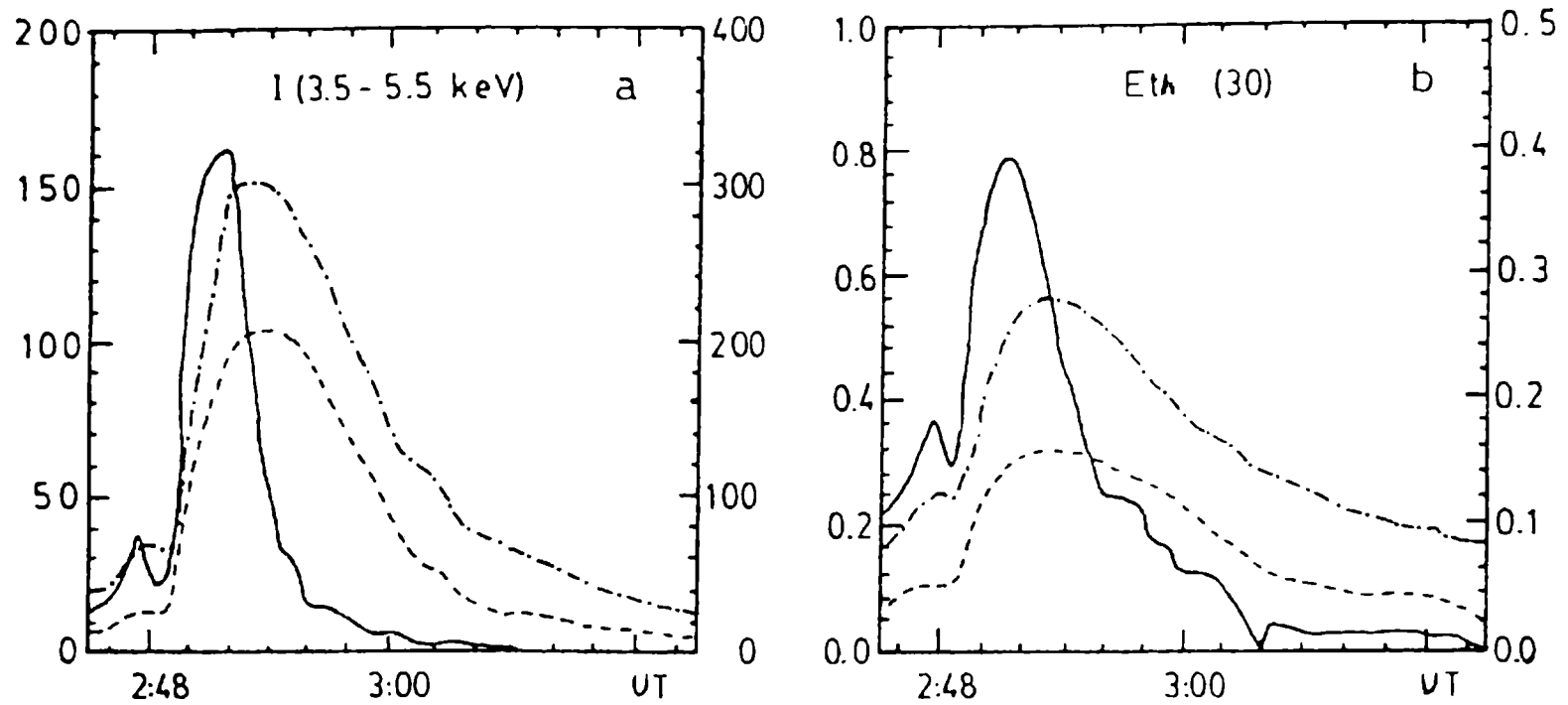


Fig. 10 Nov. 12, 02:42 UT flare. a) and b) idem Fig. 9 a) and b).

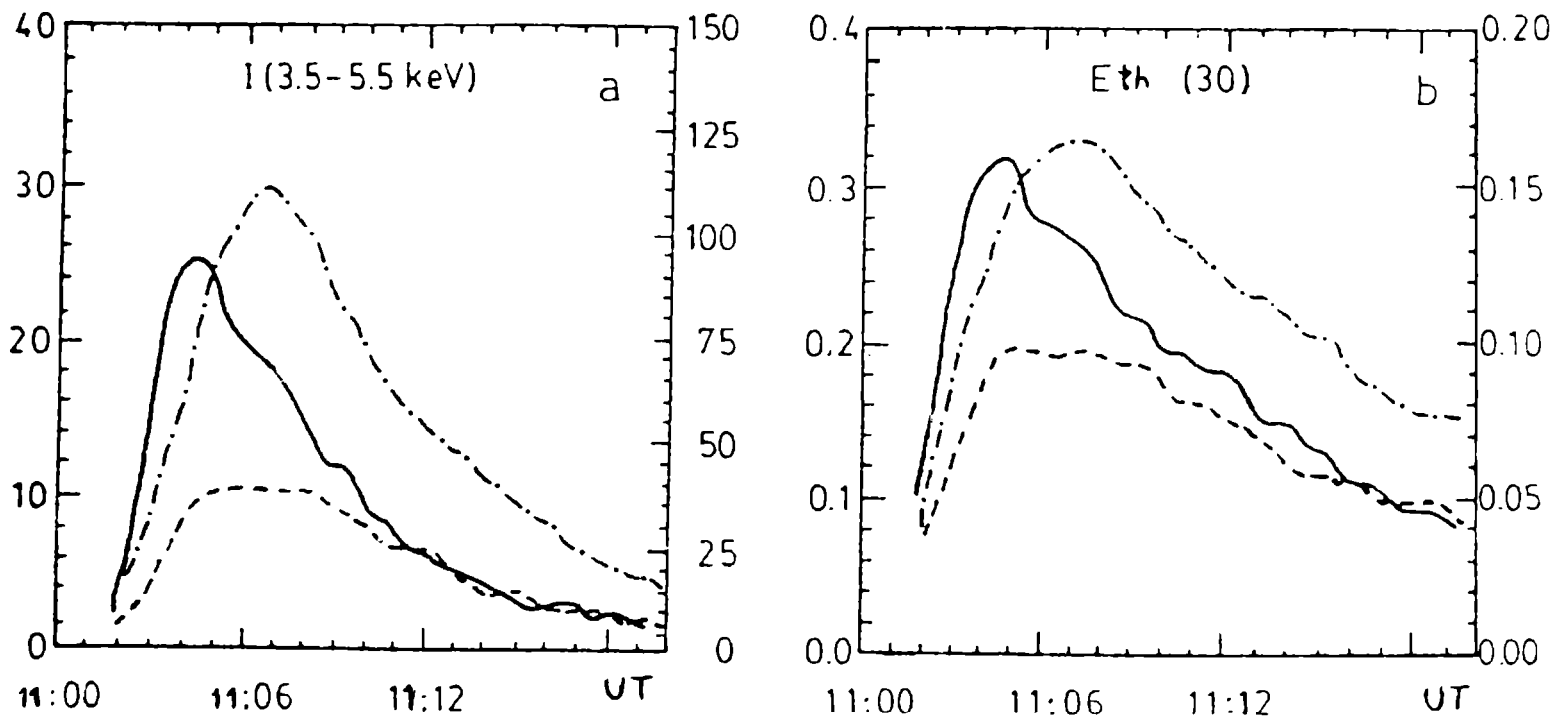


Fig. 11 Nov. 12, 11:00 UT flare. a) Idem Fig. 9 a), corresponding left vertical axis to F1 and right to F2 and F3. b) Idem Fig. 9 b).

Bearing in mind our working premise, the facts that: bipole F2 is the seat of the gradual phase of the hard X-ray burst, develops its Eth in agreement with this hard X-ray emission, is energetically predominant in the time integrated output and is located over a neutral line with observable magnetic shear

extending towards a strong field region, compel the conclusion that the bulk of the energy release in these flares took place within this structure. On the other hand, the instability that triggered the phenomenon seems to start either within F1 or at the interaction site between bipoles where the X-ray nucleus is observed during the onset phase. F1 is the seat of intense magnetic shear and its hard X-ray emission and Eth dominates during this period, suggesting that some energy release also occurs here in close association with the production of high energy particles.

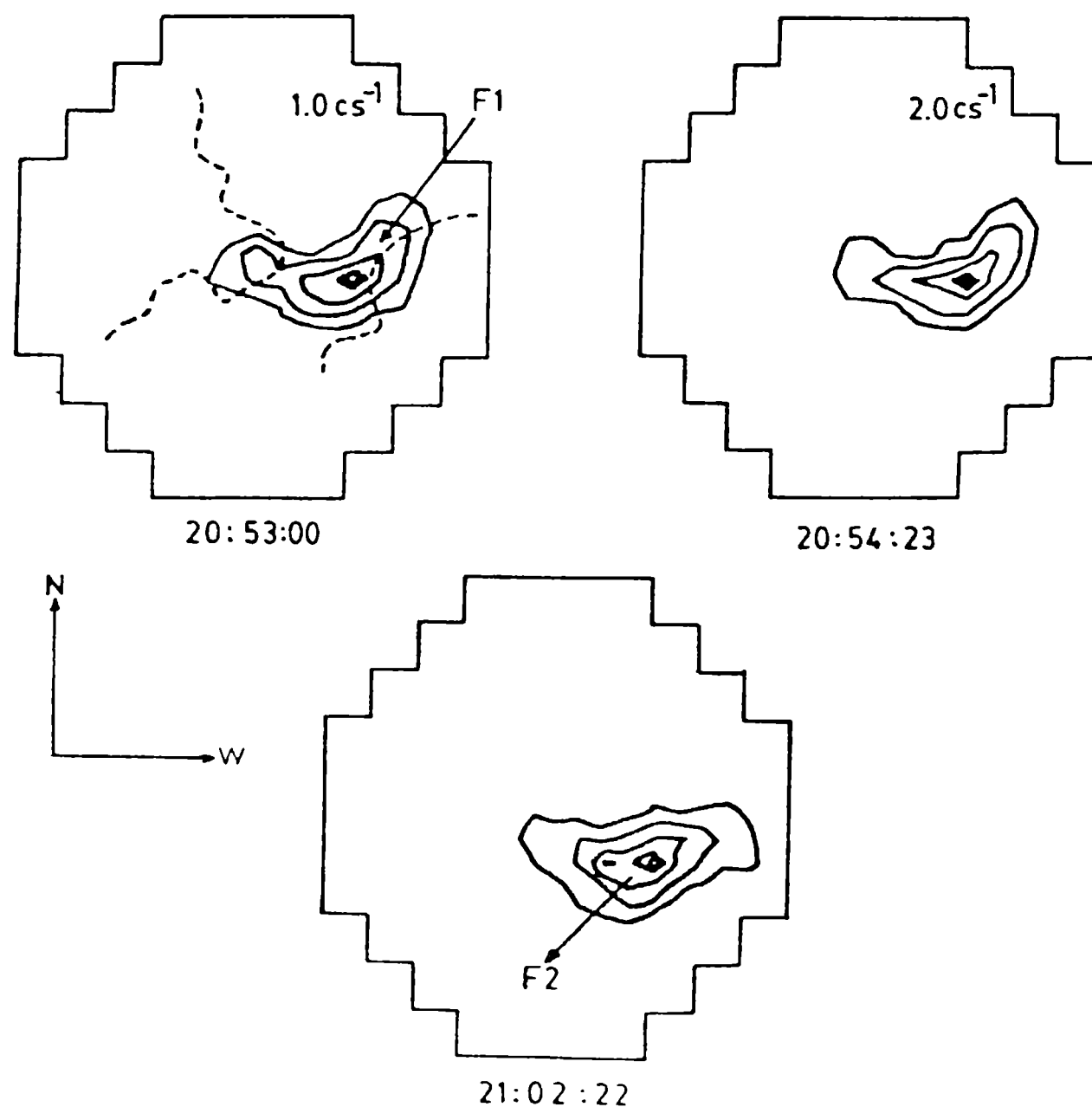


Fig. 12 16 - 30 keV images of HXIS PFOV for Nov. 11 flare. Contours are 90, 75, 50, 25 and 10% of maximum intensity.

While bipole F3, contrary to F1 and F2, has little shear and no appreciable hard X-ray emission indicating that this structure receives most of its energy from the others rather than from its own internal content. When internally stored energy is released within a bipole, we call it active and, in the opposite case, we call it passive. According to this, F1 and F2 are active structures and F3 is passive.

A series of flares that developed from April 7 to 10, 1980 in AR 2372 presented similar characteristics as those just described (Machado et al, 1983; Machado, 1985; Machado et al., 1988a). The magnetic configuration of AR 2372 was also composed of two main spots and a reversed polarity region in between; a sketch as the one in Figure 4c is also suitable for this region. In this particular case, the MSFC coverage during 4 days with little foreshortening allowed an accurate estimate of the evolution of the transverse field. It was observed that while the bipole over neutral line A was the site of persistent shear, neutral line regions B and C showed varying degrees of deformation from potential with time.

HXIS X-ray images show that during this period the energy release in AR 2372 flares began and spread among the different bipoles according to their relative shear, evolving as the relative magnetic stress did. In all cases the onset of the X-ray flare took place at the location of a small bipole; either over neutral line A from April 7 to 8 or a small loop across neutral line B on April 10, this was close to the larger loops over B (Machado et al., 1982; Machado and Moore, 1987). The impulsive phase was characterized by the expansion of the X-ray emission into bipoles over neutral lines B and C, being one of these the most important source during the gradual phase and changing predominance according to the magnetic evolution. During the impulsive phase chromospheric footpoints were observed in some of the

interacting bipoles, having this component the hardest spectrum; these facts indicate the presence of energetic electrons. In this case also $E_{th}(t)$ for the three structures (see e.g. Fig. 5 for April 8, 02:57 UT event in Machado et al., 1988a) evolved in a similar way as in the November flares; being the small bipole predominant during the flare onset phase and dominating one of the other structures the thermal energy content of the whole flare, while the third behaved as a passive bipole.

A common characteristic, to both November and April flares, was the slow brightening of the global bipole of the active region (structure D in Fig. 4c). Figures 13 and 14 show the spatial evolution of a large scale structure in HXIS images after the November flares and the April 7, 05:27 UT event. In a magnetic configuration like the one of AR 2779 and AR 2372, the natural site for reconnection and particle injection into different structures is at the X-type neutral point depicted in Figure 4c (see theoretical work by Syrovatskii, 1969a,b, 1972, 1982).

Flare associated large scale ($> 10^{10}$ cm) X-ray brightenings, the so-called "giant arches", were discovered in HXIS images hours after the onset of the ejective flare of May 21, 1980 (Svestka et al., 1982a). In this and following studies (Švestka et al., 1982b; Švestka, 1984; Hick and Švestka, 1985, 1987; Hick et al., 1987) it was shown that giant arches appeared after two-ribbon flares and it was inferred that both phenomena were due to a common underlying physical model. In a recent work (Mandrini and Machado, 1990) we have shown that large scale loop brightenings are observed in a large variety of situations, of which the events just described are an example, being not uniquely related to two-ribbon flares. Furthermore, our analysis shows that when large scale structures are observed in association with ejective events, they appear in a topologically distinct set of magnetic loops than those that give raise to the classical (post)flare loops. Our results suggest that this large brightenings, not only in

confined flares but also in ejective flares, are pre-existing coronal systems of loops energized by the underlying flare. The observation of similar phenomena in different classes of flares (confined and ejective) emphasize the global character of energy release in the magnetic structures of an active region.

We have been presenting up to now an scenario for flare occurrence in which impacted bipoles participate in the events, being the interaction closely associated with the impulsive energy release, but coming the bulk of the energy from the internal repository within these structures. Other interesting examples from the original list are the May 9, July 14 and May 21, 1980 flares. The first is a confined flare, the second one can be classified as a composite of confined and ejective and the third is a typical two-ribbon event.

May 9, 1980 flare from AR 2418 (Doscheck et al., 1981; Antonucci, 1982; Machado et al., 1988a,b) was composed of two interacting bipoles; one was observed as a compact and bright feature and the other as a large and dim structure. The smaller bipole was located over a neutral line showing intense shear, at both sides of which chromospheric footpoints appeared during the impulsive phase. This site was also characterized by a strong total vector field. The large X-ray structure was a system of loops (see Fig. 10 in Machado et al., 1988a) extending from one of the footpoints of the compact bipole into a region of weak field. Machado et al. (1988b) detected two X-ray fronts moving from the bright source along these loops; according to their estimates these fronts might have been originated during the strongest hard X-ray peak. Besides, the analysis of the thermal energy content of each bipole shows that most of the flare energy was released within the small region; while the large loops passively received energy injected from the X-ray kernel.

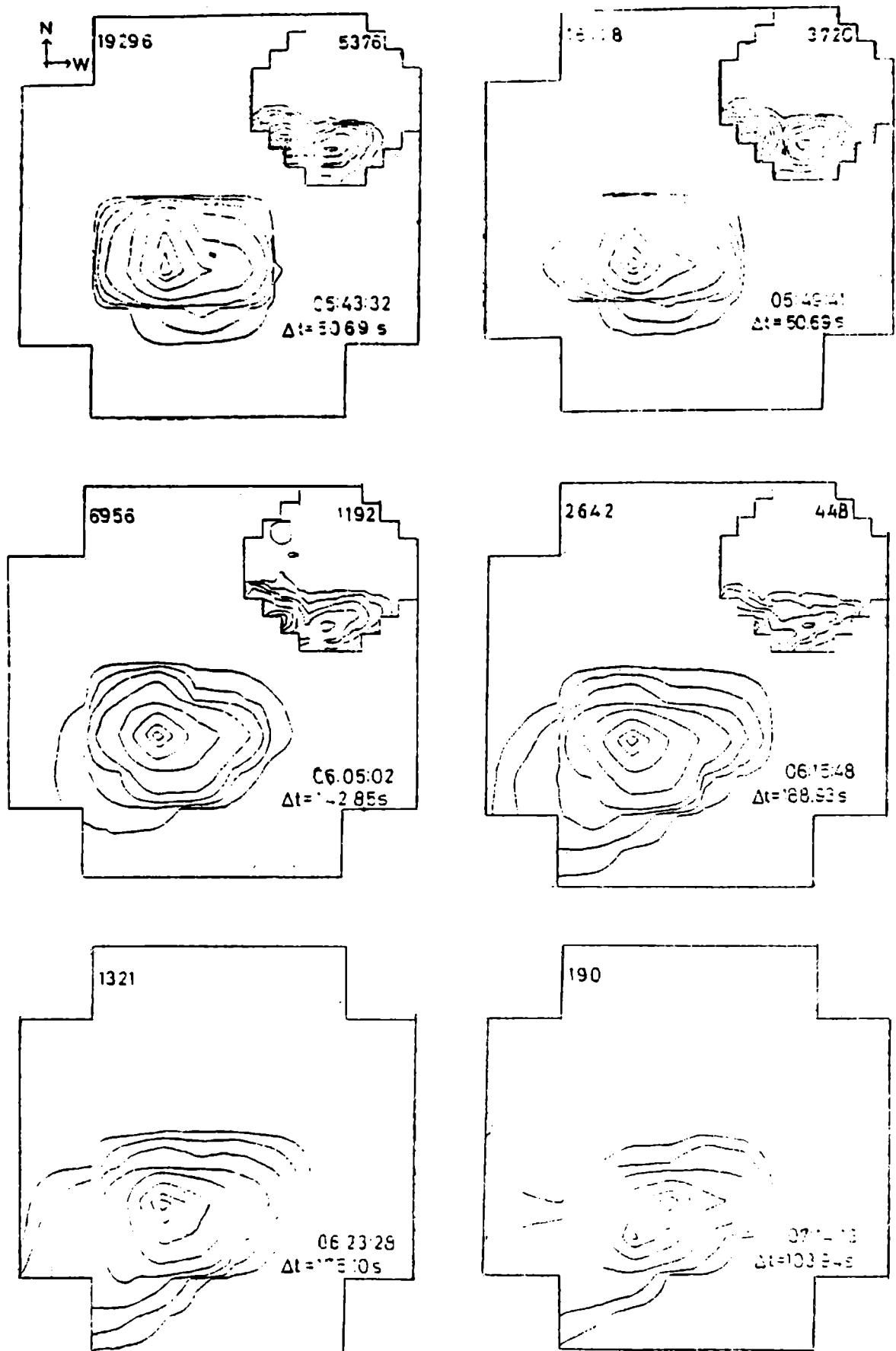


Fig. 13 Soft X-ray contours (3.5 - 8.0 keV) showing the development of a large scale structure in the XIS fields of view after April 7, 05:27 UT flare. The FFOV has been superimposed on the upper right corner of the CPOV, in this last case every step is equal to 64" on the Sun. The contours correspond to: 90, 75, 50, 25, 10, 5, 2.5 and 1% of the maximum number of counts which is noted on the top of each field. The mean times (UT) and the integration intervals (Δt) are shown in the lower part of every image.

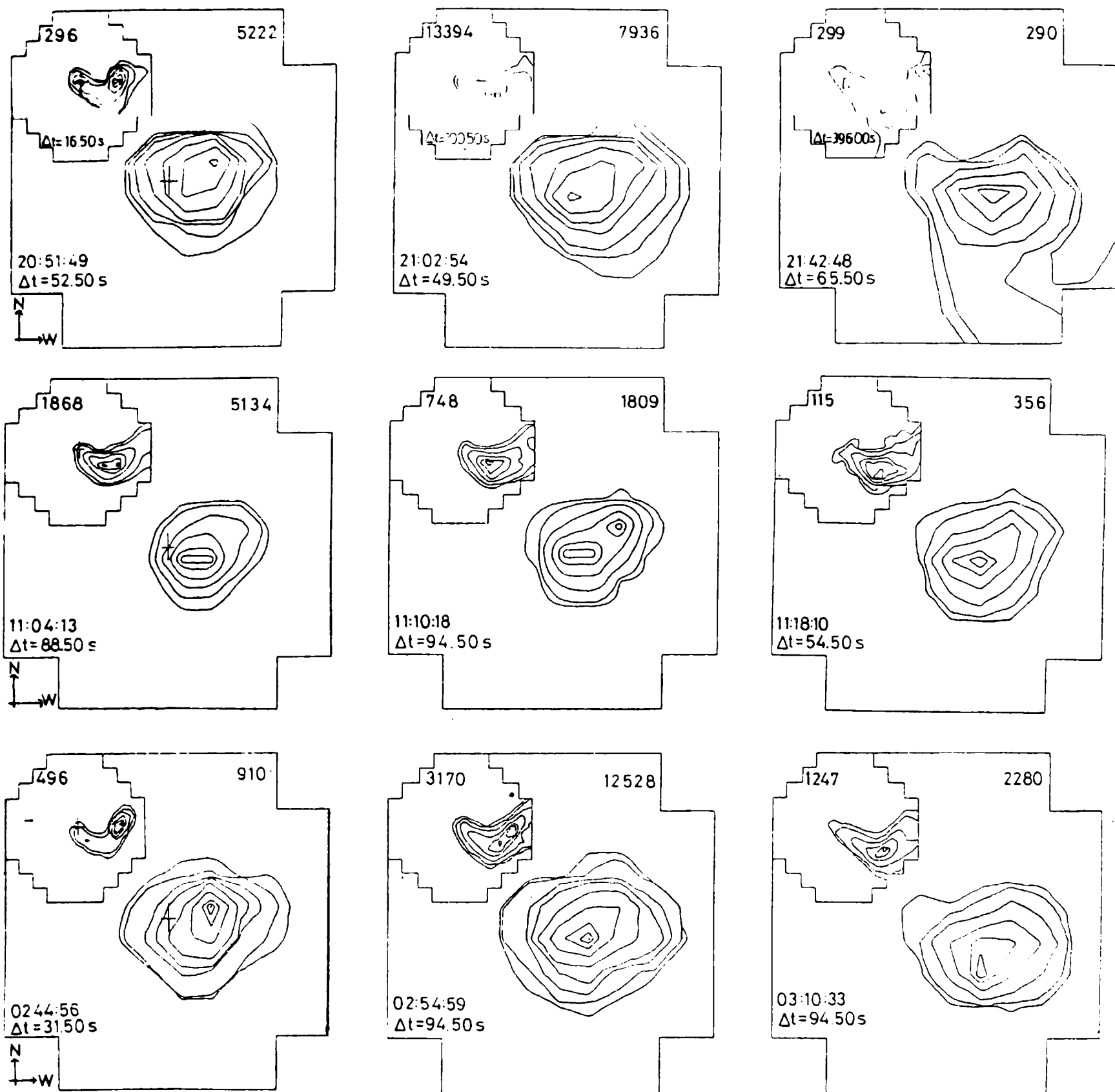


Fig. 14 Soft X-ray (3.5 - 8.0 keV) time evolution of a large scale feature after the three flares observed in AR 2179 on Nov. 11 (top) and Nov. 12, 11:00 UT (center) and 02:42 UT (bottom). The contour levels are equal to those in Fig. 13 and the numbers within each field correspond to the same parameters; note that in the Nov. 11 event t is different for both fields of view.

July 14, 1980 flare in AR 2562 also comprised two interacting bipoles. The X-ray and H α development of this flare (Fig. 12 in Machado et al., 1988a) shows a small nucleus and an extended configuration of two-ribbon type. The main difference between this event and the one mentioned before, is that both structures present an independent, but quantitatively comparable, thermal energy evolution. This, along with a filament eruption in the large system of loops, indicates that stored magnetic energy was released in this structure.

We refer now to the well-studied two-ribbon flare on May 21, 1980 in AR 2456 (see de Jager and Svestka, 1985 for a review) as another example of interaction between bipoles in a different type of event. Prior to the flare impulsive phase (35 m) new magnetic flux was observed in the longitudinal magnetograms obtained at the Kitt Peak National Observatory (Harvey, 1983). Hoyng et al. (1981) proposed that the emergence of this small bipole was the likely cause of the destabilization of the AR filament (see the emergence flux model, Heyvaerts et al., 1977). The X-ray emission from this region, which was the site of a hard X-ray footpoint at the time of the impulsive peaks (Duijveman et al., 1982), evolved in a different time scale than that of the large bipole above which the filament was located, showing its individual character. On the other hand, the gradual hard X-ray component was observed high in the corona at the top of the growing system of (post)flare loops; these dominated the thermal energy content of the flare (Duijveman, 1983).

The results just described confirm the picture presented in the case of more complex events. More examples and/or more details on the events in this Section can be found in Table I of Machado et al. (1988a) and references therein.

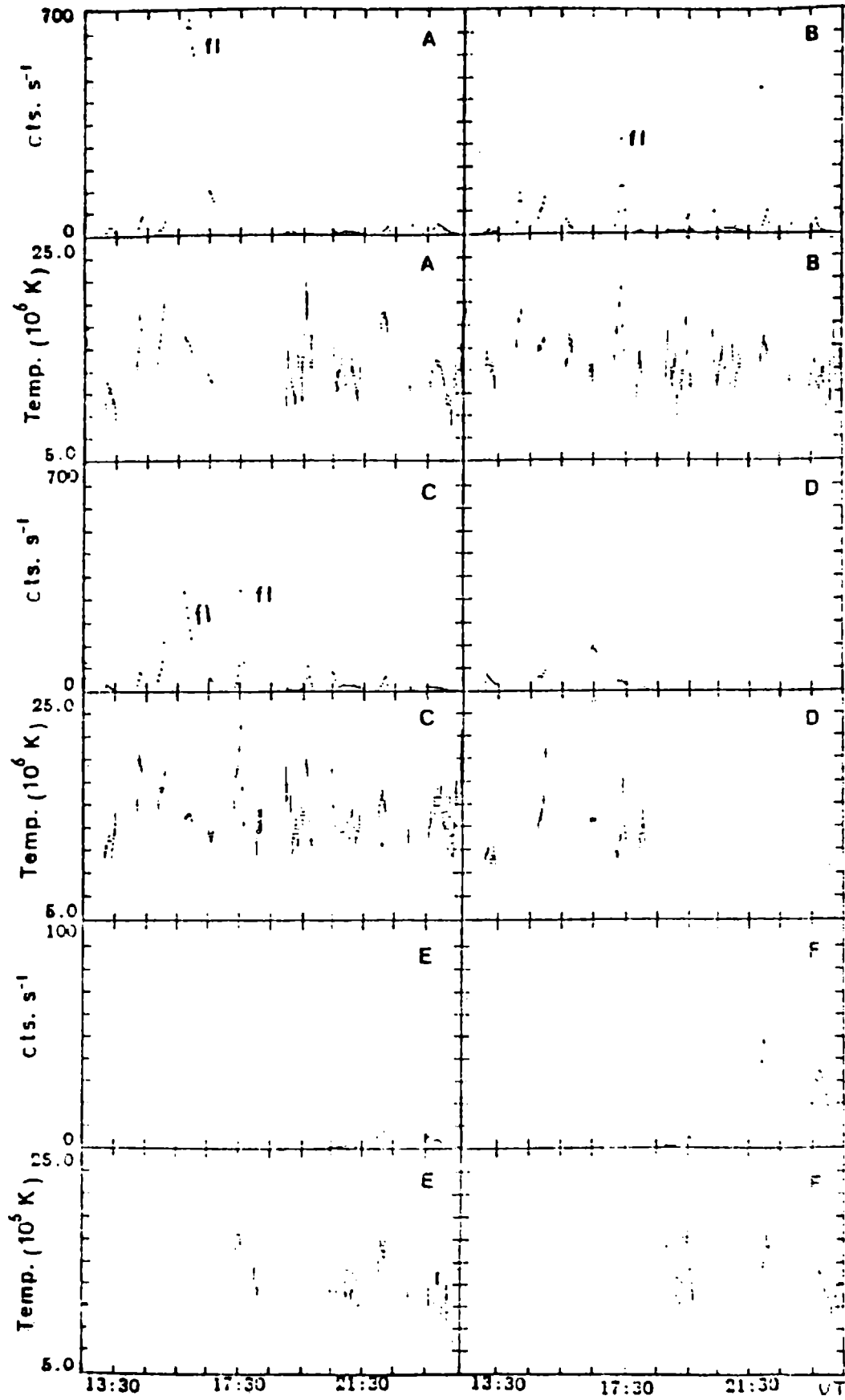


Fig. 15 3.5 - 5 keV intensity and temperature as a function of time for the different brightenings observed in AR 2779 on Nov. 6 (see Fig. 16). Letters fl indicate the flares.

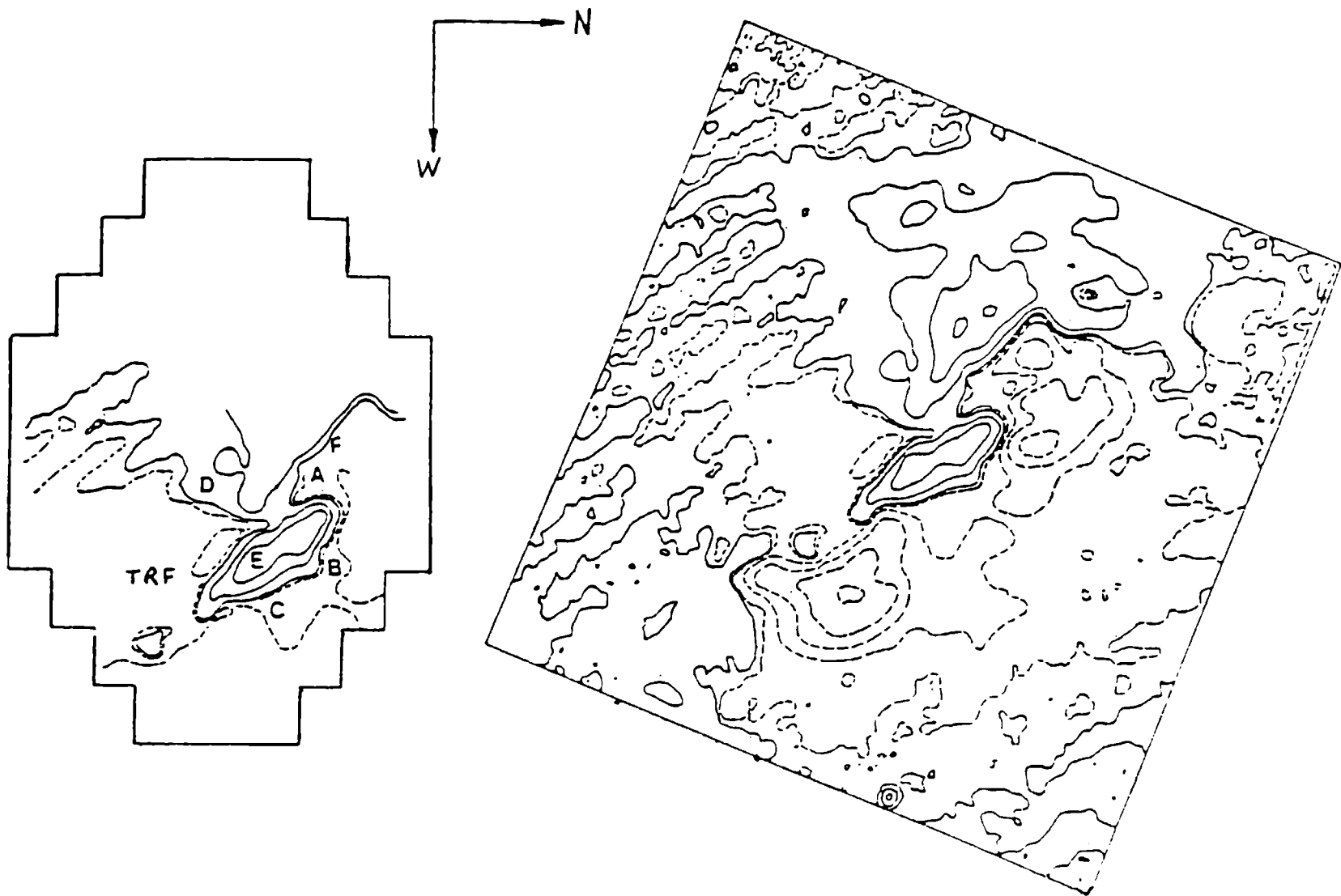


Fig. 16 Longitudinal magnetogram of AR 2779 (right). On the left we show within HXIS FFOV the position of: kernels A and B, the two-ribbon flare (TRF) and, approximately, that of the other brightenings.

2.2 Microflares

We turn now to the study of weak flare-like transient brightenings, often called "microflares", and then put this in perspective with the flares analyzed previously. These phenomena, detected for the first time in HXIS data by Schadee et al. (1983), are observed frequently and simultaneously in active regions. Here, we describe briefly HXIS observations of AR 2779 along 12 h on Nov. 6, 1980 (Mandrini et al., 1989).

Figure 12 (top) shows approximately the configuration in which the brightenings took place. This magnetogram was obtained on Nov. 7, 1980 when foreshortening effects did not render the magnetic observations unreliable. The soft X-ray intensity and the thermal evolution for the different events are depicted in Figure 15. The plots in this figure correspond to several zones in the AR, whose location has been indicated in Figure 16. Here we show HXIS FFOV stretched in the E - W direction to compensate foreshortening differences between Nov. 6 (X-ray observations) and 7 (magnetic data). In Figure 15 we have omitted the contribution of an ejective event that developed towards the SE and whose position is shown as TRF in Figure 16. The numerous weak brightenings that occurred during this day had peak intensities of several tenths in HXIS observations (Fig. 15). In the HXIS count rate scale a small to medium size flare (type B or C in the X-ray classification, see e.g. Švestka, 1976) reaches a maximum of several hundredths to 1000 c s⁻¹, while larger events (type M or X) show peak intensities above the last value. It can be seen that, in spite of their weakness, T in these zones during microflares are between 10 K and 2 10 K which are typical of more important flares.

In Figure 17 we present a set of soft X-ray images in which the morphology of flares and microflares can be appreciated. The three contours in the second row show flares in progress. The first

two correspond to the evolution of the growing system of (post)flare loops after Nov. 6, 14:44 UT two-ribbon flare; notice the soft X-ray kernel in A simultaneously. Figure 17f, on the other hand, is an image of a confined flare that started at 17:25 UT and which comprises two magnetic structures (Mandrini, 1989): a compact bipole B and a large bipole C, in agreement with the general picture of multiple loop flare topologies as discussed before.

The recurrent pattern of activity observed in the images is particularly remarkable. Regions A and B, along a neutral line with intense magnetic shear (see Fig. 3), are the sites of repeated X-ray emission of varied intensity. The fact we want to emphasize is that the shape of the emitting regions is preserved notwithstanding differences in intensity among events, compare contours in Figure 17f for the flare with weak brightenings in 17c, h and i. That is to say, the global morphology of two bipoles does not change no matter the brightness ratio between flares and microflares.

We have also found that averaging over the period of our observations, the brightenings imply a mean energy input rate of $\approx 10^{26}$ erg s⁻¹ which is enough to heat the active region corona (see also Lin et al., 1984).

The similitude in the X-ray emission observed during flares and microflares suggests very strongly that both phenomena are driven by the same basic physical process. That is to say, interaction between impacted bipoles triggers the event and induces the release of stored energy. The possibility of a common phenomenology between flares and microflares was discussed by Lin et al. (1984) and Athay (1984). We have found similar results for weak brightenings in AR 2372 (Hernandez et al., 1990).

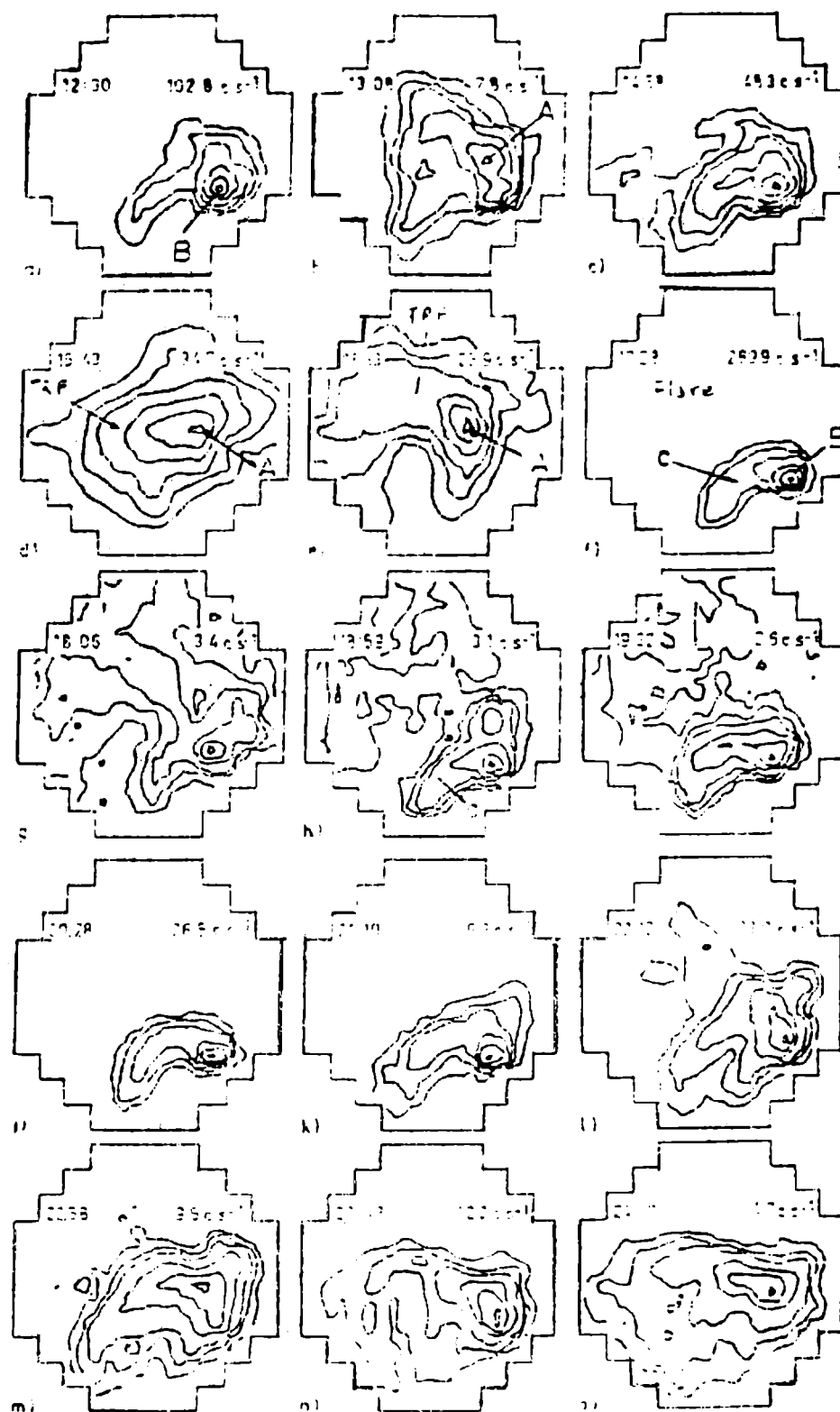


Fig. 17 Soft X-ray images (3.5 - 5 keV) at different times along the 12 hours of observation. The lowest intensity is equal to twice the instrumental background. We indicate the UT for every image (upper left corner) and the maximum number of $c s^{-1}$ (upper right corner).

3. DISCUSSION

The observational properties presented in the previous Section lead us to the following picture. The basic structure of a flare consists of an initiating closed bipole plus one or more adjacent bipoles impacted against it. As far as our observations can tell, the energy release can begin either within the initiating magnetic structure or at the interaction site between them. There is ample evidence showing that the bipoles interact strongly in the impulsive phase, during which most of the energy is released inside one or more structures rather than at the interaction site. Besides, the strongest and most impulsive particle acceleration is closely associated with the loop system showing the greatest magnetic stress. If an adjacent bipole has stored energy (indicated by the product of the spatial extent, strength and degree of deformation from potential of its magnetic field) and is sufficiently unstable, the interaction can trigger energy release within it; on the other hand, if this does not happen or the structure is sufficiently stable, no energy is released within it but particles and/or heat can be injected from the interaction site.

The interaction between bipoles suggests the formation of an external current sheet and reconnection at the interface, triggering the impulsive production of energetic particles. Afterwards, our results indicate that the way in which a flare would evolve is characterized by the internal energy available in every bipolar region (see Fig. 14 in Machado et al., 1988a). That is to say, the responsibility of releasing the flare energy does not rest on the external current sheet as in many flare models but on the loops themselves (see reviews on flare models mentioned before). The results derived from the analysis of microflares shows that this same scenario expands over a vast range of energies.

Our data are, on the other hand, compatible with previous well-established observational flare characteristics (see Section 1.1); mainly those concerning the association of flare activity with regions of high field gradient, as well as strong shear. They are also consistent with Skylab picture of coronal loops as the basic structure of flares, being in this case the main new findings: the importance of bipole interactions as the trigger mechanism for flares and other weak events and the lack of a clear physical distinction between confined and ejective events. In this last case we refer not only to common characteristics of energy release and triggering, but also to the possibility that both classes of events may encompass global magnetic structures in the active region. Our observations of large scale brightenings, associated to both types of flares, also show the importance of field connections as the building blocks of the energy release process.

Finally, we want to call the attention to the fact that all the examples from the original list in Machado et al. (1988a), to which we can add up microflares in AR 2779 (Mandrini et al., 1989) and in AR 2372 (Hernandez et al., 1990) and also giant arches in two-ribbon flares (see e.g. Nov. 6, 1980 event in Mandrini and Machado, 1990), encompassed more than one system of loops; meaning this that the picture of interacting bipoles seems to be a common scenario for these phenomena.

In fact, all these new results show that flares are not isolated self-contained phenomena in active regions. Their overall properties span several decades in all basic characteristics like: total energy output, power, brightness and temporal and length scale. The flare phenomenon is, thus, much more associated with the global properties of an active region than what previous results led us to believe.

ACKNOWLEDGEMENTS

We acknowledge M. Rovira for a thorough reading of the manuscript.

References

- Antiochos, S.K.: 1987, *Astrophys. J.* **312**, 886.
- Antonucci, E.: 1982, *Mem. Soc. Astr. Italiana* **53**, 495.
- Athay, R.G.: 1984, *Solar Phys.* **93**, 123.
- Athay, R.G. and Moreton, G.E.: 1961, *Astrophys. J.* **133**, 935.
- Bell, B. and Glazer, H.: 1959, *Smithson. Contrib. Astrophys.* **3**, 4.
- Birn, J. and Schindler, K.: 1981, in E.R. Priest (ed.), *Solar Flares Magnetohydrodynamics*, Gordon and Breach, N. Y., p. 337.
- Brown, J.C., Melrose, D.B. and Spicer, D.S.: 1979, *Astrophys. J.* **228**, 592.
- Carrington, R.C.: 1860, *Month. Not. Roy. Astron. Soc.* **20**, 13.
- Cheng, C.-C., Pallavicini, R., Acton, L.W. and Tandberg-Hansen, E.: 1985, *Astrophys. J.* **298**, 887.
- Chupp, E.L., Forrest, D.J., Highie, P.R., Suri, A.N., Tsai, C. and Dunphy, P.P.: 1973, *Nature* **241**, 5388.
- Datlowe, D.W., Elcan, M.J. and Hudson, H.S.: 1974a, *Solar Phys.* **39**, 155.
- Datlowe, D.W., Hudson, H.S. and Peterson, L.E.: 1974b, *Solar Phys.* **35**, 193.
- De Jager, C. and Boelee, A.: 1984, *Solar Phys.* **92**, 227.
- De Jager, C. and Svestka, Z.: 1985, *Solar Phys.* **100**, 435.
- Dennis, B.R.: 1987, private communication.
- Dodson, H.W. and Hedeman, E.R.: 1960, *Astron. J.* **65**, 51.
- Dodson, H.W. and Hedeman, E.R.: 1970, *Solar Phys.* **9**, 278.
- Doschek, G.A.: 1983a, *Solar Phys.* **86**, 9.
- Doschek, G.A.: 1983b, *Solar Phys.* **86**, 48.

- Doschek, G.A., Feldman, U., Landecker, P.B. and McKenzie, D.L.:
1981, *Astrophys. J.* **249**, 372.
- Duijveman, A.: 1983, *Solar Phys.* **84**, 189.
- Duijveman, A., Hoyng, P. and Machado, M.E.: 1982, *Solar Phys.* **81**, 137.
- Dwivedi, B.N., Hudson, H.S., Kane, S.R. and Svestka, Z.: 1984, *Solar Phys.* **90**, 331.
- Ellison, M.A., McKenna, S.M.P. and Reid, J.H.: 1961, *Dunsink Obs. Publ.* **1**, 53.
- Emslie, A.G. and Machado, M.E.: 1987, *Solar Phys.* **107**, 263.
- Gomez, D.O. and Ferro Fontan C.: 1988, *Solar Phys.* **116**, 33.
- Hagyard, M.J.: 1988, *Solar Phys.* **115**, 107.
- Hagyard, M.J., Smith, J.B.Jr., Teuber, D. and West, E.A.: 1984,
Solar Phys. **91**, 115.
- Harvey, J.W.: 1983, *Adv. Space Res.* **2** No. 11, 31.
- Henoux, J.C. and Somov, B.V.: 1987, *Astron. Astrophys.* **185**, 306.
- Hernandez, A.M., Rovira, M.G., Mandrini, C.H. and Machado, M.E.: 1990,
Rev. Mex. Astron. Astrof., in press (abstract).
- Heyvaerts, J., Priest, E.R. and Rust, D.M.: 1977, *Astrophys. J.* **216**,
123.
- Hick, P. and Svestka, Z.: 1985, *Solar Phys.* **102**, 147.
- Hick, P. and Svestka, Z.: 1987, *Solar Phys.* **108**, 315.
- Hick, P., Svestka, Z., Smith, K.L. and Strong, K.: 1988, *Solar Phys.* **114**, 329.
- Hodgson, R.: 1860, *Month. Not. Roy. Astron. Soc.* **20**, 15.
- Hoyng, P., Brown, J.C. and Van Beek, H.F.: 1976, *Solar Phys.* **48**, 197.
- Hoyng, P., Duijveman, H., Machado, M.E., Rust, D.M., Svestka, Z.,
Boelee, A. and 6 co-authors 1981, *Astrophys. J. Let.* **246**,
L155.
- Hudson, H.S., Peterson, L.E. and Schwartz, D.A.: 1969, *Astrophys. J.* **157**, 398. Kane, S.R.: 1983, *Solar Phys.* **86**, 355.
- Kane, S.R. and Anderson, K.A.: 1970, *Astrophys. J.* **162**, 1003.

- Kane, S.R., Anderson, K.A., Evans, W.D., Klebesadel, R.W. and Laros, J.: 1979, *Astrophys. J. Let.* **233**, L151.
- Kondo, I.: 1983, in *Proc. of Hinotori Symp. on Solar Flares*, p. 3.
- Krall, K.R., Smith, J.B.Jr., Hagyard, M.J., West, E.A., and Cummings, N.P.: 1982, *Solar Phys.* **79**, 59.
- Kundu, M.R. and Woodgate, B. (eds.): 1986, *Energetic Phenomena on the Sun*, NASA CP 2439.
- Kuperus, M., Ionson, J.A. and Spicer, D.A.: 1981, *Ann. Rev. Astron. Astrophys.* **19**, 7.
- Lin, R.P., Schwartz, R.A., Kane, S.R., Pelling, R.M. and Hurley, K.C.: 1984, *Astrophys. J.* **283**, 421.
- Low, B.C.: 1982, *Rev. of Geophys. and Spac. Phys.* **20**, 145.
- Machado, M.E.: 1982, *Adv. Space Res.* **2**, No 11, p. 115.
- Machado, M.E.: 1985, *Solar Phys.* **99**, 159.
- Machado, M.E., Duijveman, A. and Dennis, B.R.: 1982, *Solar Phys.* **79**, 85.
- Machado, M.E. and Moore, R.L.: 1987, *Adv. Space Res.* **6**, p. 217
- Machado, M.E., Moore, R.L., Hernandez, A.M., Rovira, M.G., Hagyard, M.J. and Smith, J.B.Jr.: 1987, *Astrophys. J.* **326**, 425
- Machado, M.E., Somov, B.V., Rovira, M.G. and de Jager, C.: 1983, *Solar Phys.* **85**, 157.
- Machado, M.E., Xiao, Y.C., Wu, S.T. Prokakis, Th. and Dialetis, D.: 1988b, *Astrophys. J.* **326**, 451.
- Mandrini, C.H.: 1989, Thesis, University of Buenos Aires.
- Mandrini, C.H., Machado, M.E., Hernandez, A.M. and Rovira, M.G.: 1989, *Adv. Sp. Res.* **10**, No 9, 115.
- Mandrini, C.H. and Machado, M.E.: 1990, *Solar Phys.*, submitted.
- Martres, M.J. and Pick, M.: 1962, *Ann. Astrophys.* **25**, 4.
- Martres, M.J., Michard, R. and Soru-Iscovisci, I: 1966, *Ann. Astrophys.* **29**, 249.
- McClymont, A.N. y Fisher, G.H.: 1989, *Amer. Geophys. Union Mon.*

- Moore, R.L., McKenzie, D.L., Svestka, Z., Widing, K.G., Antiochos, S.K., Dere, K.P. and 10 co authors: 1980, in P.A. Sturrock (ed.), Solar Flares - A Monograph from Skylab Workshop II, Colorado Associated University Press, Chap. 7.
- Moreton, G.E. and Ramsey, H.E.: 1960, Publ. Astron. Soc. Pacific 72, 357.
- Moreton, G.E. and Severny, A.B.: 1968, Solar Phys. 3, 282.
- Neidig, D.F. 1977, Solar Phys. 54, 165. Orrall, F.Q. (ed.): 1981, Solar Active Regions, Colorado Associated University Press.
- Orwig, L.E., Frost, K.J. and Dennis, B.R.: 1980, Solar Phys. 65, 25.
- Pallavicini, R., Serio, S. and Vaiana, G.S.: 1977, Astrophys. J. 216, 108.
- Parker, E. N.: 1981 a, Astrophys. J. 244, 631.
- Parker, E. N.: 1981 b, Astrophys. J. 244, 644.
- Parker, E. N.: 1983 a, Astrophys. J. 264, 635.
- Parker, E. N.: 1983 b, Astrophys. J. 264, 642.
- Priest, E.R.: 1982, in E.R. Priest (ed.), Solar Magnetohydrodynamics, D. Reidel Pub. Co., Dordrecht, p. 1.
- Ramaty, R., Kozlovsky, B. and Lingenfelter, R.E.: 1975, Space Scie. Rev. 18, 341.
- Richardson, R.S.: 1951, Astrophys. J. 114, 356.
- Richardson, R.S.: 1936, Annual Rep. Director Mt. Wilson Obs. 35, 871.
- Rovira, M.G.: 1990, Rev. Mex. Astron. Astrof., in press.
- Schadee, A., de Jager, C. and Svestka, Z.: 1973, Solar Phys. 89, 287.
- Smith, D.F. and Lilliequist, C.G.: 1979, Astrophys. J. 232, 582.
- Spicer, D.S.: 1977, Solar Phys. 53, 305.
- Spicer, D.S. and Brown, J.C.: 1981, in S. Jordan (ed.), The Sun as a Star, NASA SP-450, p. 413.
- Sturrock, P.A. (ed.): 1980a, Solar Flares - A Monograph from Skylab Workshop II, Colorado Associated University Press.

- Sturrock, P.A.: 1980b, in P.A. Sturrock (ed.), *Solar Flares - A Monograph from Skylab Workshop II*, Colorado Associated University Press, p. 411.
- Švestka, Z.: 1968, in K.O. Kiepenheuer (ed.), *Structure and Development of Solar Active Regions*, D. Reidel Pub. Co., Dordrecht, p. 513.
- Švestka, Z.: 1976, *Solar Flares*, D. Reidel Pub. Co., Dordrecht.
- Švestka, Z.: 1981, in E.R. Priest (ed.), *Solar Flare Magnetohydrodynamics*, Gordon and Breach Scie. Pub., London, p. 47.
- Švestka, Z.: 1984, *Solar Phys.* **94**, 171.
- Švestka, Z.: 1984b, *Adv. Sp. Res.* **4** No. 7, 179. Švestka, Z.: 1986, in D.F. Neidig (ed.), *The Lower Atmosphere of Solar Flares, Sunspot, N.M.*, National Solar Observatory, p. 332.
- Švestka, Z., Dennis, B.R., Pick, M. Raoult, A. Rapley, C.G., Stewart, R.T. and Woodgate, B.E.: 1982b, *Solar Phys.* **80**, 143.
- Švestka, Z., Kopecky, M. and Blaha, M.: 1961, *Bull. Astron. Inst. Czech.* **12**, 229. Švestka, Z., Stewart, R.T., Hoyng, P., Van Tend, W., Acton, L.W., Gabriel, A.H. and 10 co-authors: 1982a, *Solar Phys.* **75**, 305.
- Syrovatskii, S.I.: 1969a, in C. de Jager and Z. Švestka (eds.), *Solar Flares and Space Research*, North-Holland, Amsterdam, p. 346.
- Syrovatskii, S.I.: 1969b, *Trudy Mezhdunar Seminara*, Leningrad p. 7.
- Syrovatskii, S.I.: 1972, in C. de Jager (ed.), *Solar - Terrestrial Physics, Part I*, p. 119.
- Syrovatskii, S.I.: 1982, *Solar Phys.* **76**, 3.
- Tanaka, K. and Nakagawa, Y.: 1973, *Solar Phys.* **33**, 187.
- Tanaka, K.: 1983, *Solar Phys.* **86**, 3.
- Tanaka, K.: 1987, *Publ. Astron. Soc. Japan* **39**, 1.
- Valnicek, B.: 1961, *Bull. Astron. Inst. Czech.* **12**, 237.
- Van Ballegoijen, A. A.: 1986, *Astrophys. J.* **311**, 1001.

- Van Beek, H. F.: 1973, Thesis, University of Utrecht.
- Van Beek, H. F., de Jager, C., Fryer, R., Schadee, A., Svestka, Z., Boelee, A. and 18 co-authors: 1981, *Astrophys. J. Let.* **244**, L157.
- Van Beek, H.F., Hoyng, P., Lafleur, B. and Simnett, G.M.: 1980, *Solar Phys.* **65**, 39.
- Van Hoven, G.: 1976, *Solar Phys.* **49**, 95.
- Van Hoven, G.: 1981, in E.R. Priest (ed.), *Solar Flare Magnetohydrodynamics*, Gordon and Breach, New York, p. 217.
- Vlahos, L., Machado, M.E., Ramaty, R., Murphy, R.J., Alissandrakis, C., Bai, T. and 21 co-authors: 1986, in Kundu M. y Woodgate B. (eds.), *Energetic Phenomena on the Sun*, NASA CP-2438, Chap. 2.
- Waldmeier, M.: 1938, *Z. Astrophys.* **15**, 299.
- Wang, H.T. and Ramaty, R.: 1974, *Astrophys. J.* **202**, 532.
- White, W.A.: 1964, in AAS-NASA Symp. on the Physics of Solar Flares, NASA Scient. and Tech. Inf. Div., p. 131.
- Wood, A.T. Jr., Noyes, R.W., Dupree, A.K., Huber, M.C.E., Parkinson, W.H., Reeves, E.M. and Withbroe, G.L.: 1972, *Solar Phys.* **24**, 169.
- Wood, A.T. Jr. and Noyes, R.W.: 1972, *Solar Phys.* **24**, 180.
- Zvereva, A.M. and Severny, A.B.: 1970, *Izv. Krymsk. Astrofiz. Obs.* **41**, 97.
- Zirin, H. and Tanaka, K.: 1973, *Solar Phys.* **32**, 173.
- Zirker, J. (ed.): 1977, *Coronal Holes and High Speed Solar Wind Streams*, Colorado Associated University Press.

INDICE DE AUTORES

BAJAJA, E.	13
FEINSTEIN, A.	43
LEVATO, H.	103
MACHADO, M.E.	125
MAIZTEGUI, A.P.	7
MANDRINI, C.H.	125
MANRIQUE, W.T.	79
SISTERO, R.F.	66

AUTHOR'S INDEX

BAJAJA, E.	13
FEINSTEIN, A.	43
LEVATO, B.	103
MACHADO, M.E.	125
MAIZTEGUI, A.P.	7
MANDRINI, C.H.	125
MANRIQUE, W.T.	79
SISTERO, R.F.	66

**ASOCIACION ARGENTINA
DE ASTRONOMIA**

**COMITE NACIONAL DE
ASTRONOMIA 1988-1991**

SECRETARIO

Dr. Alejandro Feinstein

MIEMBROS

**Dr. Roberto Méndez
Dr. Juan C. Forte
Lic. Mirta Mosconi
Dra. Gladys Solivella**

**COMISION REVISORA
DE CUENTAS (1989-1992)**

**Dra. Mónica Rabolli
Lic. Víctor Dessaunet
Lic. Rubén Martínez**

SUPLENTE

**Dra. Cristina Cappa
Dra. Estela Agüero**