

ACTIVIDAD SOLAR DESDE EL ESPACIO  
(Plática Invitada)

Marta G. Rovira\*

Instituto de Astronomía y Física del Espacio, Argentina

RESUMEN. Se describen los principales descubrimientos realizados por los satélites artificiales con instrumentos dedicados a la observación del Sol, durante los dos últimos ciclos de su actividad. La observación desde el espacio ha permitido cubrir prácticamente todas las zonas del espectro no observables desde tierra, desde el ultravioleta hasta la radiación gamma. Se hace referencia, en particular, a los resultados producidos por los dos grandes observatorios: el Skylab y el SMM. Este último incluyó un conjunto de instrumentos especialmente coordinados para observar en máximo detalle las fulguraciones solares. Es un resumen para astrónomos no especializados en la física solar, en el que se muestra que la gran riqueza del material observacional acumulado ha resuelto problemas preexistentes y, al mismo tiempo, ha abierto numerosos interrogantes a los que se buscará respuesta con la instrumentación en desarrollo. Finalmente, se mencionan las características de los satélites proyectados para la próxima década.

ABSTRACT: The main discoveries performed by artificial satellites instrumented for the observation of the Sun, during the last two cycles of its activity, are described. The space observations allowed the coverage of almost all the spectral regions which are not observable from the ground, from the ultraviolet to the gamma radiation. In particular, we refer to the two large solar space observatories: the Skylab and the SMM. The last one included a set of coordinated instruments to observe in detail the solar flares. This is a summary for astronomers not dedicated to solar physics, where we show that the abundance of observational material have solved many of the preexistent problems but, at the same time, it opened many new questions to which the improved instrumentation will try to answer. Finally, the characteristics of the satellites planned for the next decade are mentioned.

*Key words:* SUN-ACTIVITY — SUN-CORONA — SUN-X-RAYS

Siendo el Sol nuestra estrella más cercana, es la única que, hasta hoy, el astrónomo puede examinar con suficiente detalle como para resolver sus estructuras. Los complejos procesos de generación de campos magnéticos, liberación de su energía y aceleración de partículas que se producen en el Sol son características comunes de los plasmas cósmicos en muchos sitios de nuestro Universo, desde las magnetosferas hasta las galaxias activas. El entendimiento de la física de estos procesos, qué son y cómo ocurren, es uno de los principales objetivos de la física solar y de la astrofísica en general.

\* Miembro de la Carrera del Investigador Científico, CONICET, Argentina.

Las observaciones solares hechas desde el espacio han ampliado considerablemente el conocimiento adquirido con instrumentos terrestres. Sin embargo, esta enorme riqueza de información adicional, que ahora cubre todo el rango del espectro electromagnético, además de resolver algunos problemas preexistentes ha abierto muchos interrogantes, mostrando que aún estamos lejos de comprender los procesos básicos involucrados.

Los resultados obtenidos desde los grandes observatorios espaciales dedicados a la investigación solar, el Skylab y el Solar Maximum Mission (SMM), han sido discutidos ampliamente en reuniones especializadas (Sturrock, 1980; Kundu y Woodgate, 1986; Poland, 1986; Dennis et al., 1987). Aquí sólo pretendemos dar un resumen, para astrónomos no dedicados al Sol, de los descubrimientos más destacados en algo más de una década de observaciones desde el espacio. Aunque no serán tratadas en este trabajo, a ellas se agregan, con igual importancia, mediciones desde tierra en los rangos del visible y ondas de radio, regiones del espectro no absorbidas ni alteradas por la atmósfera terrestre.

Para el estudio de la atmósfera solar, se suele diferenciar el Sol quieto del activo. Esquemáticamente el Sol quieto es una esfera de plasma donde se supone que las propiedades, consideradas estacionarias, varían radialmente y cuyo campo magnético total es muy pequeño. El Sol activo está, en cambio, relacionado con fenómenos transitorios como las manchas, las protuberancias y las fulguraciones. Estas manifestaciones de la actividad solar, cuya frecuencia varía cíclicamente con un período de 11 años, están estrechamente vinculadas a las perturbaciones de los campos magnéticos locales.

El Sol fue el primer objeto celeste observado desde el espacio: el 10 de octubre de 1946 el Laboratorio de Investigación Naval (NRL) de los Estados Unidos lanzó un cohete V2 a una altura de 160 km con un espectrógrafo que registró el espectro solar hasta una longitud de onda de 2000 Å. Entre 1962 y 1975 se lanzó una serie de ocho satélites: los Observatorios Solares en Órbita (OSO) que llevaban instrumentos en el rango de los rayos X, ultravioleta (UV), radiación  $\gamma$  y coronógrafos en luz blanca. Aunque estos satélites eran relativamente pequeños (entre unos 200 y 1000 kg) la observación continuada permitió un avance importante en el conocimiento de las capas más externas de la atmósfera solar: cromósfera, región de transición y corona.

Con la puesta en órbita de la estación espacial Skylab, en mayo de 1973, se mejoró notablemente la sensibilidad de los instrumentos que habían volado hasta ese momento, especialmente en el rango de los rayos X, UV y extremo ultravioleta (EUV). El peso total de esta estación era de aproximadamente 90 toneladas. Las tres tripulaciones que alojó sucesivamente, durante un tiempo total acumulado de unos 6 meses, a los que se agregan 3 meses de funcionamiento automático, dedicaron algo más del 30 % de su trabajo a la observación solar.

En conjunto, los ocho telescopios del Skylab observaron el Sol entre los 2 y 7000 Å. Dos de ellos, utilizados para el apuntamiento e identificación tenían filtros en H $\alpha$ . Los seis restantes incluían dos telescopios en rayos X blandos (0.2-6 keV), tres en UV y un coronógrafo en luz visible. Cada uno de estos fue, en ese momento, el instrumento más avanzado de su tipo que había sido lanzado al espacio.

Los telescopios en rayos X obtuvieron datos del disco solar dando información de la corona baja e intermedia (hasta 1.5 radios solares). Los tres instrumentos en UV observaron la cromósfera, la región de transición y la baja corona utilizando distintas técnicas para la adquisición de datos: el espectroheliógrafo obtuvo fotografías del disco solar como imágenes superpuestas en luz monocromática; el espectroheliómetro realizaba barridos digitales en 7 regiones del espectro electromagnético centradas en líneas intensas y el continuo (estas regiones espectrales fueron seleccionadas para distinguir zonas de la atmósfera solar que se encuentran a distintas temperaturas); el espectrógrafo registró espectros convencionales dentro de un campo entre 2 y 60  $\mu$ seg. de arco (1 seg. de arco corresponde a 725 km en el disco solar). El coronógrafo en luz blanca obtuvo imágenes de alta resolución

en luz visible permitiendo la observación de la corona entre 1.5 y 6 radios solares.

En la Tabla I se resumen los rangos de observación de cada instrumento y la región de la atmósfera solar cubierta por cada uno de ellos:

TABLA I INSTRUMENTOS DEL SKYLAB

Instrumento	Rango en long. de onda (Å)	Región observada
Telescopios en rayos X:		
S-054	2 a 60	Corona (1 a 1.5 radios solares)
S-056	6 a 33	Baja corona
Espectroheliógrafo (EUV)	150 a 615	Cromósfera, reg. de trans. y baja corona
Espectroheliómetro (UV)	300 a 1400	Cromósfera, reg. de trans. y baja corona
Espectrógrafo (UV)	970 a 3940	Cromósfera, reg. de trans. y baja corona
Coronógrafo	3500 a 7000	Corona exterior

Las observaciones simultáneas en UV y X permitieron inferir cómo las distintas capas de la atmósfera solar están conectadas y relacionadas entre sí. Los resultados más novedosos pueden verse, en detalle, en Sturrock (1980). Aquí presentamos un resumen de los mismos.

Las imágenes en rayos X blandos revelaron la estructura de la corona como no había sido vista hasta entonces. Los descubrimientos más interesantes son, sin duda, los relacionados con la existencia de los agujeros coronales y los puntos brillantes (ver Figura 1).

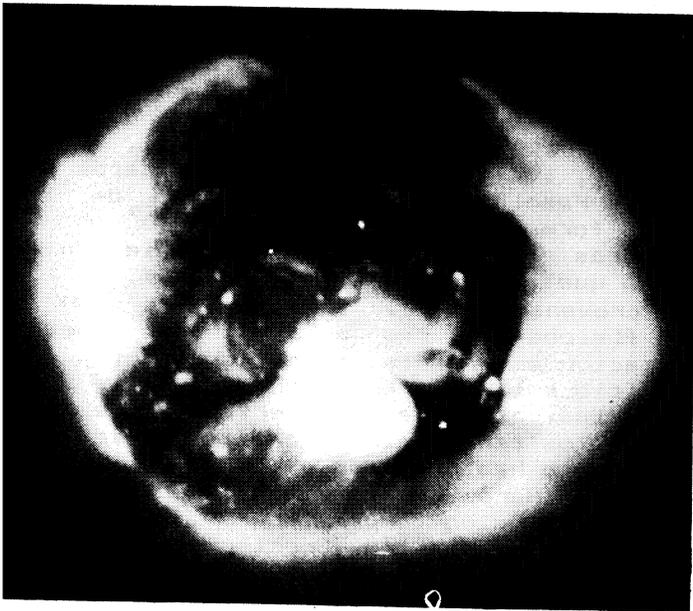


Figura 1. Imagen de la corona baja en rayos X blandos tomada desde el Skylab. Se distinguen los agujeros coronales y los puntos brillantes.

Los agujeros coronales (Zirker, 1977) son regiones cuya densidad y temperatura son mucho menores que las de la corona que los rodea. No se distinguen ni en la fotosfera ni en la cromósfera, siendo un fenómeno que se reconoce fundamentalmente en rayos X y UV. Casi siempre están presentes en los polos y, frecuentemente, a latitudes medias. En ellos las líneas de campo magnético se abren en dirección radial, y en estas regiones se originan las partículas de mayor velocidad del viento solar.

En radiación X y UV también se destacan los puntos brillantes. Son más pequeños que las manchas solares pero, como ellas, están asociados a intensos campos magnéticos. El flujo magnético total contenido en estas zonas es al menos tan grande o quizás mayor que el de manchas y regiones activas. En cualquier momento, se pueden ver simultáneamente 100 o más en el disco del Sol, cubriendo inclusive los polos y los agujeros coronales.

El estudio de las observaciones obtenidas durante los 9 meses en que los instrumentos del Skylab apuntaron al Sol confirmaron lo que hasta entonces sólo era previsto por la teoría: la corona "quieta" no existe; en ella se distingue la presencia permanente de arcos magnéticos (Zirker, 1977; Orrall, 1981). También las regiones activas son el resultado de gas a alta temperatura atrapado y contenido por líneas de campo magnético arqueadas cuyos extremos se encuentran en regiones de campos intensos con polaridades opuestas.

Las fulguraciones solares son los fenómenos más violentos que se observan en el sistema solar. En las más importantes se liberan energías de aproximadamente  $10^{32}$  erg en  $10^2$ - $10^3$  s siendo su fuente las estructuras magnéticas de las regiones activas del Sol. A pesar de que el Skylab fue lanzado cerca del mínimo del ciclo solar 20, cuando la frecuencia e intensidad de las fulguraciones es baja, el aporte realizado por sus observaciones al conocimiento de esos fenómenos ha sido fundamental. Se confirmó la existencia de regiones localizadas, a temperaturas de más de 20 millones de grados, siendo la emisión en rayos X y UV mucho más importante, en términos energéticos, que la correspondiente emisión de la cromósfera. Desde entonces, las fulguraciones se dividen en dos grupos de acuerdo a la forma global y a la acción del campo magnético en el cual se desarrollan: compactas, y de dos bandas (Pallavicini et al., 1977; Moore et al., 1980). En las compactas, el fenómeno ocurre dentro de los arcos magnéticos de un solo bipolo, arcos que permanecen cerrados durante el fenómeno. En las de dos bandas, la fulguración ocurre en una arcada magnética y está generalmente asociada a la erupción de un filamento, y a la expulsión de material coronal que arrastra en su movimiento las líneas de campo.

Las protuberancias (o filamentos) son estructuras que se encuentran en la corona solar que poseen densidades de 100 a 1000 veces mayores, y temperaturas 100 veces menores, que los valores típicos de esas zonas. Las observaciones en UV permitieron estudiar su configuración analizando líneas espectrales que se generan a distintas temperaturas, así como también deducir, a partir de esos espectros, valores de parámetros físicos como densidad electrónica, medida de emisión y temperatura (Schmahl y Orrall, 1979; Kjeldseth Moe et al., 1979; Mariska et al., 1979; Rovira, 1980). Los datos en UV del Skylab muestran que, dentro de una resolución de 5", el tamaño de las protuberancias deducido de las líneas formadas entre  $10^4$  y  $3 \times 10^5$  K es idéntico. Por encima de estas temperaturas las protuberancias comienzan a ensancharse y se confunden con la corona que las rodea (Schmahl, 1979).

El análisis de la información proveniente de la serie de los OSO y del Skylab llevó a la comunidad de físicos solares a plantearse nuevas preguntas que requerían una nueva generación en materia de instrumentación. En febrero de 1980, cerca del máximo del ciclo solar 21, entró en órbita el SMM, primer observatorio espacial dedicado exclusivamente a la observación de las fulguraciones solares. Todos sus instrumentos tenían alguna característica que los hacía superiores al que hasta ese momento había volado a bordo de algún satélite. El Espectrómetro de Rayos X Duros (Hard X-ray Burst Spectrometer, HXRBS) tenía 15 canales de energía y una resolución temporal de 0.128 s. El Espectrómetro de Imágenes en Rayos X (Hard X-ray Imaging Spectrometer, HXIS) fue el primero en obtener imágenes del Sol en rayos X duros. El Espectrómetro de Rayos  $\gamma$  (Gamma Ray Spectrometer, GRS) tuvo más sensibilidad en los

spectros de líneas (0.3-10 MeV) y extendió la observación del continuo hasta cerca de 100 MeV, incluyendo también la capacidad de detectar directamente neutrones rápidos producidos por los iones acelerados en las fulguraciones. El espectrómetro en Rayos X blandos (X-ray Polychromator, XRP) incluía dos instrumentos: el Espectrómetro a Cristal Plano (Flat Crystal Spectrometer, FCS) podía rastrear el Sol en un área de 7' x 7' y contruir una imagen con 14" de resolución espacial y el Espectrómetro a Cristal Curvado (Bent Crystal Spectrometer, BCS) obtenía espectros en un campo de 6'. El Espectrómetro y Polarímetro en Ultravioleta (Ultraviolet Spectrometer and Polarimeter, UVSP) podía obtener imágenes de un área de 256"x256" en pasos de 1". El Coronógrafo Polarímetro (Coronagraph / Polarimeter, C/P) hizo posible el estudio en detalle de los transitorios coronales.

Además de los instrumentos dedicados específicamente a la observación de las fulguraciones, el SMM llevaba un Radiómetro (Active Cavity Radiometer Irradiation Monitor, ACRIM) de alta estabilidad (0.1% a largo plazo).

Los instrumentos a bordo del SMM, que se encuentran descritos en detalle en Solar Physics Vol. 65 (1980), se enumeran en la Tabla II.

TABLA II INSTRUMENTOS DEL SMM

Instrumento	Rango de energía o long. de onda	Resolución espacial
UVSP	1500 - 3600 Å	variable: $\approx 1''$ en imagen obtenida por barrido
XRP		
BCS	1.8 - 3.2 Å	región activa
FCS	1.4 - 22.5 Å	14" en imagen obtenida por barrido
HXIS	3.5 - 30 keV	8"
HXRBS	29 - 500 keV	Sol completo
GRS	0.3 - 10 MeV $\approx 100$ MeV neutrones	Sol completo
C/P	4448 - 6585 Å	6.4"
ACRIM	UV - IR	Sol completo

En el desarrollo temporal de las fulguraciones solares se distinguen tres etapas relativamente bien definidas: la fase de inicio o impulsiva, de corta duración ( $\approx 10^2$  s), caracterizada por la intensa emisión en rayos X duros, y la fase gradual que se extiende, en algunos casos, hasta decenas de minutos, durante la cual el plasma, que ha alcanzado temperaturas de decenas de millones de grados, se enfría lentamente por radiación y conducción. Las observaciones del HXIS permitieron mostrar, por primera vez, que la emisión de rayos X en el rango entre 16 y 30 keV, durante la fase impulsiva, se concentra en áreas pequeñas y localizadas, de distinta polaridad magnética que son los frentes de arcos magnéticos que se extienden hasta la corona (Hoyng et al. 1981). En el modelo no-térmico esta emisión es considerada como resultante de

la radiación de frenado (bremsstrahlung) producida por la precipitación de un haz de electrones -que ha sido acelerado en el lugar de liberación de la energía magnética- al interactuar con el material denso de la cromósfera. En cambio, otra interpretación es la del *modelo térmico* en la que se supone que la energía liberada eleva la temperatura del plasma a aproximadamente  $10^8$  K (Brown et al., 1979; Smith y Lilliequist, 1979; Dennis y Schwartz, 1989). Vimos que la emisión de rayos X duros en zonas limitadas se puede tomar como evidencia de la existencia de electrones acelerados. Otra observación que favorece esta interpretación es la simultaneidad, dentro de una incerteza de 1s, de los picos de emisión, durante la fase impulsiva, de líneas en el UV que se forman en la región de transición, a una temperatura de  $\approx 250\,000$  K (OV,  $\lambda 1371$  Å), y la emisión de rayos X duros entre 25 y 300 keV (Woodgate et al. 1983). En el modelo térmico, la aceleración de partículas y la emisión de rayos X duros se producen en la parte superior del arco magnético, mientras que la emisión en UV está temporalmente retrasada, ya que es el resultado del calentamiento de la cromósfera por el frente térmico. Esta secuencia temporal esperada no está de acuerdo con la simultaneidad observada entre la radiación UV y los rayos X duros.

Las observaciones realizadas hasta el momento no son suficientes para definir la controversia planteada sobre cual de los dos mecanismos prevalece como manifestación primaria de la liberación de energía: la aceleración de electrones por un proceso todavía desconocido cerca del ápice del arco magnético, o la creación de una masa de plasma muy caliente ( $T > 10^8$ ) en la corona. Un escenario más probable es una combinación de ambos procesos, cada uno proveyendo una fracción de la energía total liberada. De acuerdo con las estimaciones teóricas, para diferenciar estos dos mecanismos se requiere una resolución temporal del orden de las decenas de milisegundos y una resolución espacial de algunos segundos de arco (Dennis, 1988).

Entre los principales resultados del GRS debemos mencionar la simultaneidad observada (dentro de una incerteza de 1s) en la emisión de fotones con energías desde decenas de keV a varios MeV, en la fase impulsiva de algunas fulguraciones (Forrest y Chupp, 1983). Esto implica que, independientemente de la energía máxima alcanzada, todas las partículas aceleradas, iones y electrones, interactúan con el blanco al mismo tiempo. Este resultado es muy importante porque, hasta entonces, se había considerado que para acelerar esas partículas hasta centenares de keV o decenas de MeV eran necesarios tiempos de por lo menos algunas decenas de segundos. Por otra parte, el GRS fue el primer instrumento que detectó en forma directa neutrones con energías de hasta  $\approx 1$  GeV, generados en una fulguración como resultado de las interacciones nucleares de los protones e iones más pesados, acelerados en el proceso inicial de liberación de energía (Chupp et al., 1982; Chupp, 1984). También los espectros de líneas obtenidos con el GRS dieron información sobre la abundancia relativa de algunos elementos químicos en el lugar donde se producen las interacciones nucleares que generan los rayos  $\gamma$ . Por ejemplo, Murphy y Ramaty (1985) encontraron que las abundancias del C y O relativas al Mg, Si y Fe son más bajas en la cromósfera que en la fotosfera.

La energía transportada a lo largo del arco magnético por los electrones acelerados (modelo no-térmico) o por el frente térmico (modelo térmico), se deposita al llegar a la cromósfera. Si esta energía es mayor que el valor correspondiente a las pérdidas radiativas, el exceso produce un aumento en la temperatura del plasma. De acuerdo con la función de Cox y Tucker (1969), a medida que crece la temperatura del gas disminuye la energía emitida por radiación, lo que resulta en un incremento más rápido de la temperatura del plasma. Finalmente, el material cromosférico es calentado explosivamente por el proceso anterior, y es expulsado hacia arriba, a lo largo del arco magnético. Este fenómeno se conoce como "evaporación cromosférica". Los espectros obtenidos en la línea del Ca XIX  $\lambda 3.176$  Å por el BCS se interpretan como una confirmación de este movimiento de material (Antonucci y Dennis, 1983; Antonucci et al., 1984). En la Figura 2 se muestra una secuencia temporal del comportamiento de esta línea durante la fase impulsiva de la fulguración del 21 de mayo de 1980.

También usando las observaciones del BCS de la línea de resonancia

El Ca XIX se obtuvo un resultado inédito con respecto a las abundancias de los elementos que hasta entonces se consideraban constantes aún en fenómenos dinámicos como las fulguraciones. Del cociente entre la intensidad de la línea de  $\lambda 3.176 \text{ \AA}$  y el continuo vecino, Sylwester et al. (1984) encontraron variaciones en la abundancia del Ca coronal: sobre un total de 40 fulguraciones, analizadas durante la fase de enfriamiento, hallaron que la abundancia entre un evento y otro puede diferir en un factor de 2.7. En algunos casos obtuvieron también evidencias de variaciones de abundancia durante la fase de calentamiento de fulguraciones individuales.

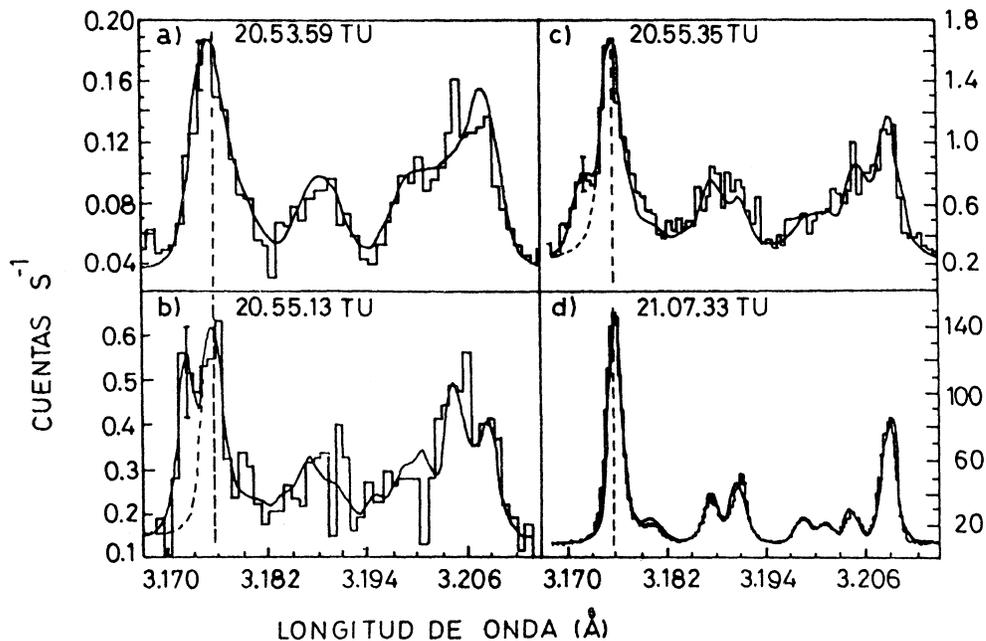


Figura 2. Secuencia temporal de espectros obtenidos con el BCS en Ca XIX. En a) durante el comienzo de la fulguración, los perfiles de las líneas están ensanchados por movimientos de masa; en b) y c), durante la fase impulsiva, se observa una componente corrida al azul indicando una velocidad del material  $\approx 200 \text{ km s}^{-1}$ ; en d) durante la fase gradual, no se distingue ni ensanchamiento ni corrimiento de las líneas. (De Antonucci et al., 1985)

La resolución espacial del C/P ( $<10''$ ) permitió avanzar en el estudio de los transitorios coronales, que ya habían sido objeto de intensas investigaciones a partir de las observaciones del Skylab. En un transitorio coronal típico se distinguen las siguientes estructuras: un arco frontal brillante asociado a campos magnéticos coronales preexistentes, y una región oscura correspondiente a la cavidad protuberancia-corona dentro de la cual se observa un brillantamiento que es la protuberancia misma. Es común considerar la expulsión del material como un producto secundario de una fulguración. Sin embargo, el análisis de la evolución temporal de la altura alcanzada por el plasma sugiere que la masa del transitorio pudo haber abandonado la superficie solar antes de la fulguración óptica a la cual está asociada. La confirmación de este comportamiento es muy importante ya que si la expulsión precede a la fulguración entonces, ésta puede ser una consecuencia y no la causa directa del transitorio. Simnett y Harrison (1985), analizando datos del IS, encontraron evidencias de esta asociación.

Las observaciones del UVSP permitieron obtener las primeras mediciones directas del campo magnético en la región de transición, utilizando el efecto Zeeman en la línea de resonancia del C IV  $\lambda 1548 \text{ \AA}$  que se forma a una temperatura de aproximadamente  $10^5 \text{ K}$  (Henze et al., 1982). Se midió, sobre la umbra de una mancha, una intensidad de 1000 G con una incerteza de alrededor

de 100 G siendo el correspondiente campo magnético fotosférico de  $1900 \pm 70$  G. Con el mismo instrumento se midieron también velocidades del material que forma las protuberancias en función de la posición y del tiempo (Schmieder et al. 1985). Además, Poland y Tandberg-Hanssen (1983) obtuvieron imágenes y perfiles de líneas en un amplio rango de temperaturas de formación, que van desde el C I ( $T \approx 5000$  K) hasta el O IV ( $T \approx 1.8 \times 10^5$  K). Basándose en barridos en las líneas de Ly $\alpha$  y N V, secuencias temporales de los mismos y dopplergramas en C IV, Fontenla et al. (1989) estudiaron brillantamientos localizados que ocurren en regiones activas y su relación con la expulsión de material (surges). Utilizando los datos del UVSP además de magnetogramas y observaciones en H $\alpha$ , Fontenla y Poland (1989) compararon una protuberancia activa con una quiescente, con el objeto de comprender mejor los procesos energéticos que intervienen en esta última. Encontraron varias diferencias que sugieren que la activación de la protuberancia consiste no sólo en movimiento mecánico del material, sino también en cambios en la temperatura del plasma.

El objetivo principal del SMM fue el estudio de las fulguraciones solares, sin embargo, uno de los descubrimientos más importantes relativo al Sol como estrella, se obtuvo con las observaciones del ACRIM. Un ajuste lineal por cuadrados mínimos de la curva de irradiancia en función del tiempo para el periodo comprendido entre 1980 y 1985, da un decrecimiento de  $-0.019\%$  año $^{-1}$ . La curva se achata durante el mínimo entre 1985 y 1986, mostrando ya un aumento con el comienzo del ciclo solar 22. Estas son las primeras observaciones que revelan una dependencia de la luminosidad solar con su ciclo de actividad. Por otra parte, estos mismos datos revelaron que disminuciones en la irradiancia de hasta el 0.25% están claramente asociadas al pasaje por el disco solar de grandes grupos de manchas (Willson et al. 1981).

La participación de uno de los integrantes del grupo argentino dedicado a la física solar (M.E. Machado) como investigador invitado en el grupo holandés responsable del HXIS, nos permitió el acceso directo a sus observaciones, las que constituyen la base de nuestros últimos trabajos (Machado et al., 1983; Machado et al., 1985; Hernández et al., 1986; Machado y Moore, 1987; Machado et al., 1987; Machado et al., 1988; Machado et al., 1988; Mandrini et al., 1989; Mandrini y Machado, 1990). Mencionaremos brevemente algunos resultados.

Con el propósito de estudiar la relación entre los mecanismos de liberación de energía en las fulguraciones solares y la morfología del campo magnético, analizamos las imágenes provistas por el HXIS de 23 fulguraciones en sus 6 bandas de energía (3.5-5.5, 5.5-8.0, 8.0-11.5, 11.5-16.0, 16.0-22.0, 22.0-30.0 keV) conjuntamente con los magnetogramas vectoriales fotosféricos obtenidos en el Marshall Space Flight Center (MSFC).

Como un ejemplo, en la Figura 3 se muestran las isofotas correspondientes a la fulguración del 11 de noviembre de 1980 en rayos X blandos (3.5-8.0 keV), y el campo magnético correspondiente. Basándonos en estos datos y en los provistos por el HXRBS, obtuvimos los siguientes resultados:

1. En la fase de inicio de la fulguración, sin excepción, la emisión en rayos X está concentrada en un pequeño bipolo. Este arco magnético es el lugar donde el "shear" (apartamiento de la configuración potencial) del campo magnético local es máximo.
2. En todos los casos, el brillantamiento se extiende sobre dos o más líneas neutras, es decir que en la fulguración intervienen dos o más estructuras bipolares.
3. La emisión en rayos X duros proviene principalmente del bipolo que también domina la emisión en rayos X blandos y el contenido de energía térmica de la fulguración. Esto indica que la liberación de energía ocurre, predominantemente, dentro de las estructuras bipolares.
4. Si un bipolo adyacente ha almacenado energía y es suficientemente inestable, la interacción con el bipolo donde se inicia la fulguración puede provocar la liberación de energía dentro de éste. Si el bipolo adyacente no tiene energía almacenada o es suficientemente estable, no se libera energía dentro de él, pero hay inyección de partículas y de calor desde la región de interacción.

En una dada región activa, cuando se observan cambios en la cantidad relativa de energía liberada por los bipolos interactuantes, estos reflejan la evolución de la estructura magnética general de la zona.

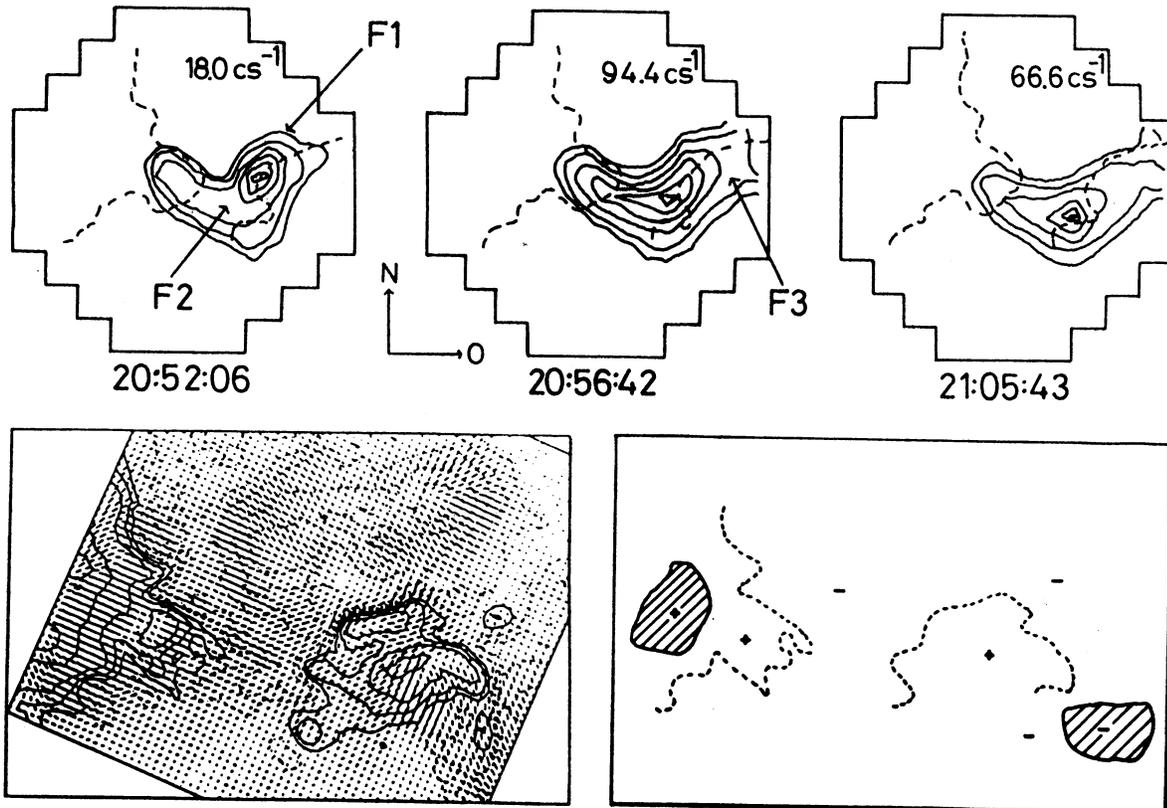


Figura 3. a) Tres isofotas sucesivas en rayos X blandos (3.5-8.0 keV) de la configuración del 11 de nov. de 1980. Los contornos corresponden al 90%, 75%, 50%, 25%, 10%, y 5% del máximo que se indica dentro del campo del HXIS. Con curvas de rayas se han señalado las líneas neutras (campo magnético longitudinal nulo). F1, F2 y F3 indican la posición de los bipolos interactuantes. b) Superposición de magnetogramas longitudinal y transversal del 11 de nov. de 1980 correspondiente a la región activa mostrada en a). La claridad positiva del campo longitudinal se indica con trazo lleno y la negativa con línea de rayas. Los trazos cortos inclinados indican la dirección intensidad del campo magnético transversal. c) Diagrama de las líneas de campo señalando las polaridades y las manchas solares principales de la región activa.

Hasta el lanzamiento del SMM se consideraba que las fulguraciones día, eventualmente, desarrollarse en una sola estructura magnética. Estos resultados enfatizan el hecho de que una fulguración es un fenómeno global cuya complejidad depende fuertemente de la configuración magnética de la zona en la que tiene lugar. Las conclusiones anteriores se extienden

también al caso de las microfulguraciones, fenómenos entre 100 y 1000 veces menos intensos, que pueden contribuir sustancialmente al calentamiento de la corona activa. Nuestros trabajos más recientes muestran que las fulguraciones, independientemente de su tipo (compactas o de dos bandas) pueden abarcar también estructuras magnéticas cuyo tamaño es comparable al de la región activa; estas configuraciones se denominaron originalmente "arcos coronales gigantes" (Svestka et al., 1982) y se consideraba que sólo estaban asociados a las fulguraciones de dos bandas. Resúmenes de nuestros trabajos sobre microfulguraciones y arcos gigantes aparecen publicados en este volumen.

Las protuberancias solares son también tema de nuestro interés: calculamos modelos en los que evaluamos las variaciones de algunos parámetros físicos: temperatura, densidad electrónica, función fuente, flujo conductivo y población del nivel fundamental en función de la distancia al centro de la protuberancia. Para ello resolvemos simultáneamente las ecuaciones de transporte radiativo, equilibrio estadístico, equilibrio de ionización y balance de energía para un átomo de 3 niveles y un continuo (Fontenla y Rovira, 1983; Fontenla y Rovira, 1985; Rovira y Fontenla, 1986). Los perfiles de las líneas de Ly $\alpha$ , Ly $\beta$  y H $\alpha$  calculadas a partir de estos modelos fueron comparadas con las observaciones del OSO 8 publicadas por Vial (1982).

Además de la información proporcionada por los instrumentos de los dos grandes observatorios a los que hicimos referencia con cierto detalle, se agregan las observaciones provistas por dos satélites comparativamente menores, también dedicados al estudio del Sol: el P78-1 y el satélite japonés HINOTORI. El primero precedió al SMM ya que fue lanzado en febrero de 1979, cerca del máximo del ciclo 21. Llevaba a bordo un espectrómetro a cristal de Bragg de alta resolución, contadores proporcionales en rayos X duros y un coronógrafo en luz blanca. La descripción detallada de los instrumentos se encuentra en Doschek (1983), mientras que los resultados del espectrómetro de alta resolución en rayos X se discuten en Doschek (1983). El HINOTORI, un satélite de sólo 180 kg, fue puesto en órbita en febrero de 1981. Sus instrumentos (Tanaka, 1983) limitaron las observaciones al rango de los rayos X blandos y duros y de radiación  $\gamma$ . Su telescopio de imágenes en rayos X duros extendió el rango de observaciones hasta los 40 keV. Aunque de dimensiones mucho menores que el SMM realizó aportes significativos al conocimiento de las fulguraciones solares. Una revisión completa de los resultados del HINOTORI es dada por Tanaka (1987).

A pesar de, o quizás, como consecuencia de la abundante y detallada información provista por las observaciones durante el último ciclo, se está lejos de haber logrado la comprensión de muchos de los fenómenos de la física solar. Se ha puesto en evidencia la necesidad de nuevas observaciones mejorando la resolución espacial, temporal y espectral. Está dentro de la capacidad de las técnicas actuales la posibilidad de disponer de imágenes con resolución cercana al segundo de arco, espectros y curvas de luz con tiempos de integración del orden del milisegundo, y también espectros en el rango de los rayos X y  $\gamma$  con resolución en energía de 1 keV. Los programas para el ciclo 22 están destinados a avanzar en el conocimiento de las fulguraciones solares en tres aspectos fundamentales:

- . acumulación, almacenamiento y disipación de energía magnética
- . aceleración de partículas cargadas
- . calentamiento del plasma y movimientos de masa

Las misiones espaciales programadas alrededor del máximo del próximo ciclo que contribuirán al conocimiento de las fulguraciones son: el satélite japonés Solar A y el Observatorio de rayos  $\gamma$  (Gamma Ray Observatory, GRO). Pero además, dos de los satélites del Sistema Global del Geoespacio, el SOHO (Solar and Heliospheric Observatory) y el WIND, también a lanzarse en el transcurso de la próxima década, aportarán al estudio del interior y de la atmósfera solar. El satélite japonés, de un peso inferior a los 500 kg, va a

ser la única misión dedicada a la física solar de alta energía durante el próximo máximo de actividad, siendo agosto de 1991 la época prevista para su lanzamiento. El Solar A incluirá instrumentos diseñados específicamente para el estudio de las fulguraciones solares. Se obtendrán imágenes en rayos X duros extendiendo el rango de energía del SMM y del HINOTORI hasta los 80 keV, con una resolución espacial inferior a los 7". También llevará a bordo un instrumento para obtener imágenes en rayos X blandos (0.1 - 4 keV), un espectrómetro de banda ancha para observar desde 2 keV hasta 100 MeV y un espectrómetro en rayos X para cubrir las líneas de FeXXV, FeXXVI, CaXIX y SXV.

El lanzamiento del GRO, satélite diseñado específicamente para la astronomía  $\gamma$ , está programado para 1990. Sus cuatro instrumentos cubrirán un rango de energía entre 15 keV y 20 GeV con una sensibilidad aproximadamente un orden de magnitud mayor que la alcanzada hasta ahora. Aunque su objetivo primario es la detección de radiación X y  $\gamma$  de fuentes cósmicas, tiene posibilidades de realizar importantes descubrimientos relacionados con las características espaciales y temporales de las fulguraciones solares, ya que va a estar en actividad durante el próximo máximo de actividad.

Mientras el interior del Sol es la región donde se genera la energía cinética y magnética que rige el comportamiento de la atmósfera y el viento solar, es escasa la información sobre esta zona. El estudio de la estructura, composición química y dinámica del interior desde el centro hasta la fotosfera mediante la heliosismología, es uno de los principales objetivos del satélite SOHO cuyo lanzamiento está programado para julio de 1995, época de mínima actividad solar. Otro objetivo central es el estudio de las capas externas del Sol: cromósfera, región de transición, y especialmente la corona, con técnicas espectroscópicas de alta resolución. Su ubicación en el punto de Lagrange L1 permitirá la observación continuada del Sol. También el satélite WIND, aunque destinado a la observación del geoespacio, será ubicado, al final de su vida, alrededor del punto L1. Sus instrumentos analizarán el viento solar y, en particular, uno de ellos podrá observar la emisión  $\gamma$  con alta resolución espectral.

Finalmente, en 1990 será lanzado el satélite Ulysses; ésta será la primera misión destinada a observar las regiones polares del Sol con instrumentos que han de medir "in situ" el campo magnético, el viento solar, y las partículas energéticas en un amplio rango de energía.

Además de los satélites mencionados, para el próximo máximo se prevé el lanzamiento de globos estratosféricos en vuelos de larga duración. Vuelos de 15 a 20 días tienen la posibilidad de observar varias fulguraciones importantes y muchas de menor intensidad. Los experimentos programados van a contribuir significativamente al conocimiento de estos fenómenos con la obtención de imágenes en rayos X duros y  $\gamma$  de alta resolución espacial y espectral. También con los globos se prevé realizar polarimetría en rayos X de alta energía ( $\approx 100$  keV), y polarimetría e imágenes en el rango óptico con alta resolución, a fin de determinar campos magnéticos y velocidades en la atmósfera solar.

La naturaleza misma de la actividad solar requiere la observación simultánea en un extenso rango de regímenes de temperaturas, además de la radiación y partículas de muy alta energía características de los procesos no térmicos. Los instrumentos deben, entonces, necesariamente, cubrir un rango amplio de longitudes de onda, algunas de las cuales se pueden realizar con ventajas desde tierra, en particular, el espectro visible y el de las ondas de radio. Esto implica que el perfeccionamiento, ya en desarrollo, de los instrumentos terrestres, junto con la medición del campo magnético vectorial, van de constituir un aporte fundamental a las observaciones desde el espacio.

#### Referencias

- Antonucci, E., y Dennis, B. R. 1983, *Solar Phys.*, 86, 67.  
 Antonucci, E., Gabriel, A.H., y Dennis, B.R. 1984, *Astrophys. J.*, 287, 917.

- Antonucci, E., Dennis, B.R., Gabriel, A.H., y Simnett, G.M. 1985, *Solar Phys.*, 96, 129.
- Brown, J.C., Melrose, D.B., y Spicer, D.S. 1979, *Astrophys. J.*, 228, 592.
- Chupp, E.L., Forrest, D.J., Ryan, J.M., Heslin, J., Reppin, C., Pinkau, K., Kanbach, G., Rieger, E., y Share, G.H. 1982, *Astrophys. J. Letters*, 263, L95.
- Chupp, E.L. 1984, *Annual Reviews of Astronomy and Astrophysics*, 22, 359.
- Cox, D.P., y Tucker, W.H. 1969, *Astrophys. J.*, 157, 1157.
- Dennis, B.R., Orwing, L.R., y Kiplinger, A.L. (eds) 1987, *Rapid Fluctuations in Solar Flares*, NASA CP 2449.
- Dennis, B.R. 1988, *Solar Phys.*, 118, 49.
- Dennis, B.R., y Schwartz, R.A. 1989, *Solar Phys.* 121, 75.
- Doschek, G.A. 1983, *Solar Phys.*, 86, 9.
- Doschek, G.A. 1983, *Solar Phys.*, 86, 49.
- Fontenla, J.M., y Rovira, M.G. 1983, *Solar Phys.*, 85, 141.
- Fontenla, J.M., y Rovira, M.G. 1985, *Solar Phys.*, 96, 53.
- Fontenla, J.M., Tandberg-Hanssen, E., Reichmann, E.J., y Filipowski, S. 1989, *Astrophys. J.*, 344, 1034.
- Fontenla, J.M., y Poland, A.I. 1989, *Solar Phys.*, en prensa.
- Forrest, D.J., y Chupp, E.L. 1983, *Nature*, 305, 291.
- Henze, W., Tandberg-Hanssen, E., Hagyard, M.J., Woodgate, B.E., Shine, R.A., Beckers, J.M., Bruner, M., Gurman, J.B., Hyder, C.L., y West, E.A. 1982, *Solar Phys.*, 81, 231.
- Hernández, A.M., Machado, M.E., Vilmer, N., y Trottet, G. 1986, *Astron. Astrophys.*, 167, 77.
- Hoyng, P., Duijveman, A., Machado, M.E., Rust, D.M., Svestka, Z., Boelee, A., de Jager, C., Frost, K.J., Lafleur, H., Simnett, G.M., van Beek, H.F., y Woodgate, B.E. 1981, *Astrophys. J. Letters*, 246, L155.
- Kjeldseth Moe, O., Cook, J.W., y Mango, S.A. 1979, *Solar Phys.*, 61, 319.
- Kundu, M.R., y Woodgate, B. (eds) 1986, *Energetic Phenomena on the Sun*, NASA CP 2439.
- Machado, M.E., Somov, B.V., Rovira, M.G., y de Jager, C. 1983, *Solar Phys.*, 85, 157.
- Machado, M.E., Rovira, M.G., y Sneibrum, C.V. 1985, *Solar Phys.*, 99, 189.
- Machado, M.E., y Moore, R.L. 1987, *Adv. Space Res.*, Vol. 6, N 6, p. 217.
- Machado, M.E., Orwing, L.E., y Antonucci, E. 1987, *Adv. Space Res.*, Vol. 6, N 6, p. 105.
- Machado, M.E., Moore, R.L., Hernández, A.M., Rovira, M.G., Hagyard, M.J., y Smith Jr., J.B. 1988, *Astrophys. J.*, 326, 425.
- Machado, M.E., Xiao, Y.C., Wu, S.T., Prokakis, Th., y Dialetis, D. 1988, *Astrophys. J.*, 326, 451.
- Mandrini, C.H., Machado, M.E., Hernández, A.M., y Rovira, M.G. 1989, *Adv. Space Res.*, en prensa.
- Mandrini, C.H. y Machado, M.E. 1990, *Solar Phys.*, enviado.
- Mariska, J.T., Doschek, G.A., y Feldman, U. 1979, *Astrophys. J.*, 232, 929.
- Moore, R.L. et al. 1980, en *Solar Flares - A Monograph from Skylab Workshop II*, ed. P.A. Sturrock (Colorado University Press), 341.
- Murphy, R.J., y Ramaty, R. 1985, *Adv. Space Res.*, 4, 127.
- Orrall, F.Q. (ed.) 1981, *Solar Active Regions* (Colorado University Press).
- Pallavicini, R., Serio, S. y Vaiana, G.S. 1977, *Astrophys. J.*, 216, 108.
- Poland, A.I., y Tandberg-Hanssen, E. 1983, *Solar Phys.*, 84, 63.
- Poland, A.I. (ed.) 1986, *Coronal and Prominence Plasmas*, NASA CP 2442.
- Rovira, M.G. 1980, *Tesis de Doctorado*, Universidad de Buenos Aires.
- Rovira, M.G., y Fontenla, J.M. 1986, *Solar Phys.*, 106, 315.
- Schmahl, E.J., y Orrall, F.Q. 1979, *Astrophys. J. Letters*, 231, L41.
- Schmahl, E.J. 1979, en *IAU Colloq. 44, Physics of Solar Prominences*, eds. E. Jenssen, P. Maltby y F.Q. Orrall, p. 102.
- Schmieder, B., Malherbe, J.-M., Poland, A.I., y Simon, G. 1985, *Astronom. Astrophys.*, 153, 64.
- Simnett, G.M., y Harrison, R.A. 1985, *Solar Phys.*, 99, 291.
- Smith, D.F., y Lilliequist, C.G. 1979, *Astrophys. J.*, 232, 582.

- Sturrock, P.A. (ed.) 1980, *Solar Flares - A Monograph from Skylab Workshop II* (Colorado University Press).
- Svestka, Z., Stewart, R.T., Hoyng, P., van Tend, W., Acton, L.W., Gabriel, A.H., Rapley, C.G., Boelee, A., Bruner, E.C., de Jager, C., Lafleur, H., Nelson, G., Simnett, G.M., van Beek, H.F., y Wagner, W.J.. 1982, *Solar Phys.*, 75, 305.
- Sylwester, J., Lemen, J.R., y Mewe, R. 1984, *Nature*, 310, 665.
- Tanaka, K. 1983, *Solar Phys.* 86, 3.
- Tanaka, K. 1987, *Publ. Astron. Soc. Japan*, 39, 1.
- Vial, J.C. 1982, *Astrophys. J.*, 253, 330.
- Willson, R.C., Gulkis, S., Janssen, M., Hudson, H.S., y Chapman, G.A. 1981, *Science*, 211, 700.
- Woodgate, B.E., Shine, R.A., Poland, A.I., y Orwing, L.E. 1983, *Astrophys. J.* 265, 530.
- Zirker, J. (ed.) 1977, *Coronal Holes and High Speed Solar Wind Streams* (Colorado University Press).

Marta G. Rovira: Instituto de Astronomía y Física del Espacio, C.C.67 Suc.28  
1428, Buenos Aires, Argentina.