

CHAPITRE 7

L'activité éruptive

7.1 Les phénomènes éruptifs

Au vu des observations et des modèles récents, les phénomènes éruptifs semblent, somme toute, d'une grande unité, bien que leurs manifestations soient très diverses. De ce fait, on classera ici comme "éruption" l'ensemble des phénomènes, en précisant la composante concernée. L'éruption est d'origine coronale, mais ses effets peuvent être observés d'une part dans la chromosphère, ou même dans la photosphère, et d'autre part dans la couronne. Nous allons d'abord décrire les émissions localisées au-dessous du site où se dissipe l'énergie et dans cette région elle-même, puis, après qu'un modèle ait unifié l'ensemble, décrire les effets dans la région située au-dessus du site éruptif. Les différentes émissions n'ont pas nécessairement un lien physique direct entre elles et l'on observe d'ailleurs une grande disparité de leur importance d'une éruption à l'autre. Cependant, toutes les composantes étant sensibles à la quantité totale d'énergie libérée, on peut classer les éruptions en fonction de quelques indices caractéristiques. En règle générale, seules les très fortes éruptions déclenchent l'ensemble des phénomènes possibles, et avec une grande intensité.

Depuis un siècle et demi les éruptions sont observées dans des raies optiques,

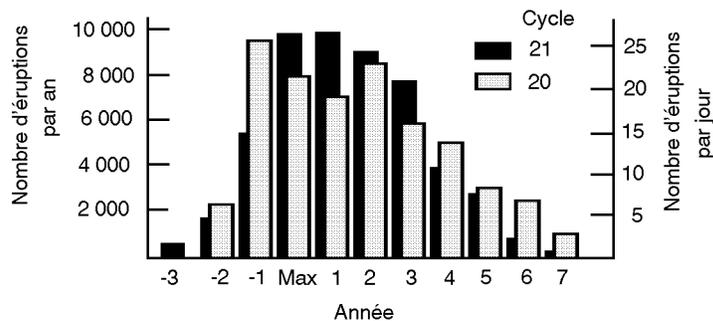


Figure 7-1 : Nombre d'éruptions H α par année pour les cycles 20 et 21.

Tableau 7-1Classification des éruptions H α par leur surface et durée correspondante.

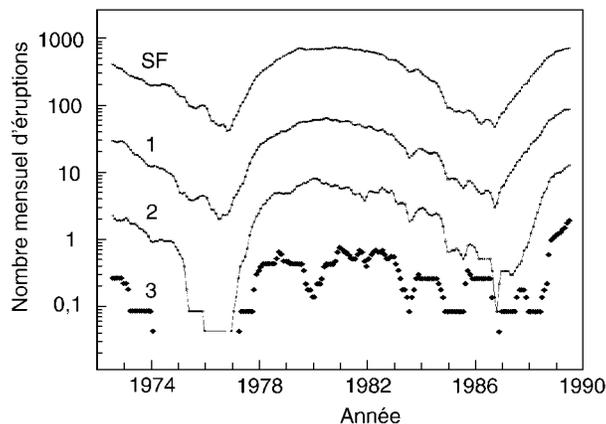
	Surface en degrés carrés	Durée moyenne	Durées extrêmes
Subflare	$S < 2,0$		
Importance 1	$2,0 < S < 5,1$	20 minutes	4-43 mn
Importance 2	$5,2 < S < 12,4$	30 minutes	10-90 mn
Importance 3	$12,5 < S < 24,7$	60 minutes	20-155 mn
Importance 4	$S > 24,7$		

dont la raie H α de l'hydrogène (à 656 nanomètres), qui est la plus fréquemment utilisée. L'éruption se manifeste par l'augmentation de brillance de la raie observée. Les éruptions H α sont liées à des régions actives comportant en général des taches. Par contre d'autres éruptions, principalement détectables en rayons X, peuvent se situer dans des régions calmes où un filament est déstabilisé, accompagnant une éjection de matière coronale, sans autre manifestation importante dans le domaine visible que cette disparition de filament.

Les éruptions solaires observées dans le domaine des longueurs d'onde optiques, sont très fréquentes, en particulier lors des périodes de forte activité du cycle de onze ans, comme le montre la figure 7-1. Pour les cycles 20 (1965-1976) et 21 (1976-1986), la figure donne l'histogramme de l'ensemble des éruptions observées dans la raie H α . Durant le maximum d'un cycle, on en compte 25 par jour environ, soit dix mille par an. Toutes les éruptions, il est vrai, n'ont pas la même importance. Les plus petites des éruptions, que l'on appelle d'ailleurs *subflares* (" sous-éruptions "), sont beaucoup plus nombreuses que les autres.

L'intensité de l'éruption dans la raie H α (de faible : F, à normale : N et brillante : B), ainsi que l'étendue de la brillance au moment du maximum de l'éruption permettent de définir l'importance de l'éruption H α . Le tableau 7-1 donne les surfaces définissant les différentes classes d'éruptions H α . Une éruption sera classée 2B, par exemple, si elle est brillante et que sa surface est d'importance 2. On doit noter que même les plus grandes éruptions, celles d'importance 4, ne couvrent qu'une faible surface à l'échelle du disque solaire, puisque 24,7 degrés carrés ne représentent que 25 dix-millièmes de l'hémisphère, soit $3,7 \cdot 10^9$ kilomètres carrés sur le Soleil. Les éruptions de cette classe restent très exceptionnelles, puisque six éruptions de cette classe seulement ont été observées de 1972 à 1989.

Les classes 3 et 4 correspondent à des éruptions qui sont souvent très

Figure 7-2 : Nombre mensuel moyen d'éruption H α de chaque importance (cycle 21).

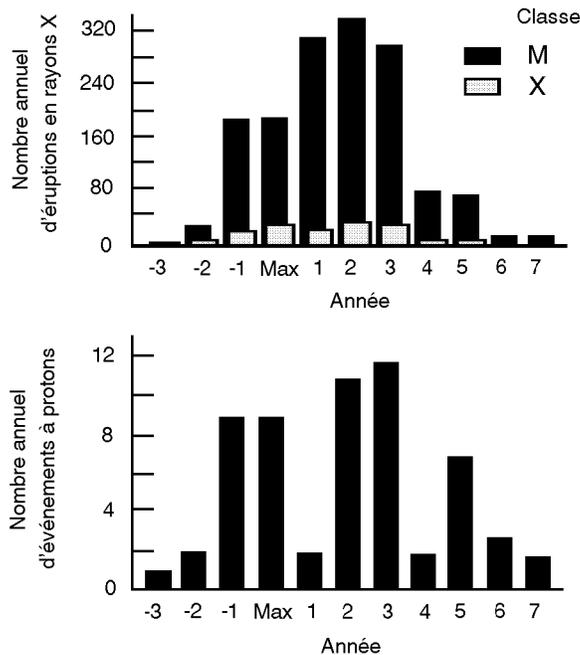


Figure 7-3 : Nombre annuel d'éruptions en rayons X, de classe X et M et nombre d'événements à protons pour le cycle 21 (origine des abscisses: année du maximum).

perturbatrices, en ce qui concerne les effets géophysiques. Les éruptions de la classe 2 peuvent aussi avoir sur l'environnement terrestre des effets notables, d'autres facteurs que la classe optique entrant en jeu.

Les éruptions sont systématiquement surveillées en H α par un réseau international d'observatoires ; les données sont collectées et une liste validée d'éruptions H α est publiée sous l'égide de l'Union Astronomique Internationale. La figure 7-2 donne, pour chaque classe d'étendue, le nombre *mensuel* d'éruptions H α répertoriées de 1972 à 1989, de la fin du cycle 20 au maximum du cycle 22. Le maximum des taches du cycle 21 s'est situé à la fin de l'année 1979 et celui du cycle 22 en 1989. Une moyenne glissante sur un an a été appliquée pour obtenir cet histogramme, comme on le fait pour l'indice des taches. La figure montre que les *subflares* sont dix fois plus nombreux que les éruptions de classe 1, ce facteur continuant à s'appliquer approximativement de classe en classe.

La brillance d'une éruption est statistiquement liée à son étendue. La grande majorité des *subflares* a une brillance faible ou normale, les éruptions de classe 1 sont généralement de brillance normale et celles de classe 2 sont normales ou brillantes. La majorité des grandes éruptions de la classe 3 sont brillantes et toutes les éruptions de la classe 4 le sont ; elles donc classées 4B.

En rayons X mous, pour lesquels une surveillance systématique existe aussi (grâce aux satellites météorologiques américains Goes), le flux solaire varie en permanence car la couronne solaire, comme les images obtenues en rayons X l'ont montré, évolue constamment. Si l'on sélectionne les éruptions les plus intenses en rayons X mous, qui définissent assez bien celles qui auront un effet sur l'environnement terrestre, on observe une fréquence bien inférieure à celle mentionnée pour l'ensemble des éruptions H α . Dans la bande de longueur d'onde allant de 0,1 à 0,8 nanomètre (l'un des canaux des satellites Goes), ces éruptions sont classées en fonction du flux au moment de leur maximum. La *classe X* correspond aux flux les plus forts, supérieurs à 10^{-4} watts par mètre carré de surface réceptrice au niveau de l'orbite terrestre. La *classe M*, immédiatement inférieure, correspond aux flux compris entre 10^{-5} et 10^{-4} watts par mètre carré.

Une éruption est par exemple classée “M2.5” si son intensité maximale est $2,5 \cdot 10^5$ watts par mètre carré. Au-dessous des classes X et M se trouvent, dans cet ordre, les *classes C et B*, chacune couvrant un intervalle de flux décroissant par un facteur dix.

Comme l’indique la figure 7-3-a, le nombre d’éruptions d’importance M est, pour le maximum du dernier cycle (cycle 21), de quelques centaines par an. Celles d’importance X, par contre, ne sont que quelques dizaines. Les éruptions donnant une émission intense de protons dans le milieu interplanétaire sont appelées *événements à protons*. Au niveau de l’orbite terrestre, le seuil du flux de protons qui les définit est conventionnellement égal à 10 protons/cm²/seconde/stéradian, durant plus de 15 minutes, pour les énergies de particule supérieures à 10 MeV. Ces événements sont relativement peu fréquents : leur nombre varie de quelques événements par an durant le minimum du cycle à une dizaine d’événements par an durant le maximum d’un cycle (figure 7-3-b).

Les éjections de matière coronale, liées, ou non, à des éruptions visibles en H α et auxquelles nous consacrerons plus particulièrement la section 7.6, sont plus difficiles à dénombrer. A l’aide de coronographes on ne peut observer les éjections de matière que lorsqu’elles sont visibles au-dessus du bord solaire. Celles proches du méridien solaire, les plus efficaces en terme d’effet sur l’environnement terrestre, peuvent très bien échapper à l’observation. Fournissant de ce fait une limite inférieure au nombre d’éjections de matière, les observations effectuées avec le satellite SMM entre 1980 et 1986 situent leur fréquence moyenne à 700 par an, soit deux par jour en période de maximum de cycle et à 200 par an, soit une tous les deux jours environ durant la période de minimum.

Les processus physiques impliqués dans les éruptions ne sont pas encore tous connus dans leur détail. Le problème provient d’abord de la complexité des phénomènes, les modèles les plus élaborés étant à la limite de ce que peuvent calculer, en un temps raisonnable, les ordinateurs les plus puissants. Cette difficulté résulte aussi des limitations des observations. La résolution spatiale, de l’ordre de la seconde d’arc, dans le meilleur des cas, est insuffisante pour analyser les structures de très petite échelle (de l’ordre du kilomètre sur le Soleil) qui, certainement, entrent en jeu dans le déclenchement d’une éruption. Tout indique cependant que les éruptions ont pour origine un stockage d’énergie magnétique au sein des régions actives, suivi par une brusque libération de cette énergie. La localisation des éruptions et les circonstances de leur déclenchement sont liées aux caractéristiques du champ magnétique de la région active concernée. Parmi les théories expliquant les éruptions, on peut retenir ici deux phénomènes physiques de base. Le premier mécanisme considère la *rupture des courants électriques* circulant le long des boucles de champ magnétique de la région active. Dans le second cas, que nous adoptons dans ce qui suit, la libération d’énergie provient de l’interaction de champs magnétiques de directions opposées. Dans une première phase, les mouvements de la photosphère aux pieds des boucles, augmentent la torsion des lignes de champ magnétique, et l’énergie stockée (voir figure 4-6 dans le chapitre consacré à la couronne). Une instabilité, liée par exemple à l’émergence d’une boucle de polarité opposée, déclenche l’éruption. La *reconnexion des champs magnétiques* (voir encadré 5.II) conduit à une restructuration de ces champs qui évoluent vers des topologies stockant moins d’énergie, en libérant brusquement l’énergie magnétique en surplus. Le stockage peut se reconstituer en quelques jours et les grandes éruptions sont souvent répétitives tout au long du passage sur le disque solaire d’un groupe de taches dont la configuration magnétique est particulièrement complexe.

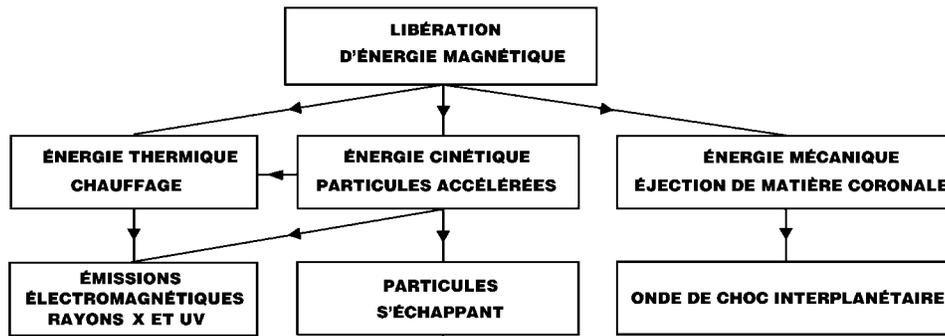


Figure 7-4 : Transformation de l'énergie et produits d'une éruption.

L'énergie libérée par seconde lors d'une grande éruption peut atteindre 10^{22} joules. Comme le montre le diagramme de la figure 7-4, une part de l'énergie libérée chauffe les boucles coronales et les régions situées aux pieds de ces boucles. Elle est rayonnée dans le visible, les ultraviolets et les rayons X. Une autre partie accélère les particules, principalement des protons et des électrons, qui s'échappent éventuellement vers le milieu interplanétaire. Si les particules ne s'échappent pas, elles perdent leur énergie en rayonnant ou en chauffant l'environnement. Une troisième partie est dissipée en énergie mécanique éjectant de la matière qui, dans certains cas, se libère de l'attraction solaire et traverse le milieu interplanétaire. Plus précisément, une première *phase de préchauffage*, est détectable en rayons X ou par des sursauts radioélectriques de Type III. Le déclenchement de l'éruption correspond à une courte *phase impulsive* de quelques minutes durant laquelle on note en particulier de fortes accélérations de particules, qui peuvent néanmoins se prolonger quelques dizaines de minutes avec un profil d'émission plus graduel. Parallèlement, on observe un chauffage important. La fin de l'éruption est marquée par le refroidissement du plasma et le retour à l'équilibre des boucles coronales.

7.2 Les émissions dans le domaine optique

Peu d'éruptions sont visibles en lumière blanche. Quelques dizaines ont été observées depuis la première observation d'éruption, en septembre 1859, par Carrington et Hodgson. Pour qu'une émission soit vue en lumière blanche, il est nécessaire que suffisamment de particules accélérées dans la couronne atteignent la photosphère solaire, ce qui n'est généralement pas le cas. La brillance d'une éruption en lumière blanche est d'environ 50% supérieure à celle de la photosphère. Elle se manifeste durant la phase impulsive de l'éruption et sa durée est d'environ dix minutes. En dehors de ces cas exceptionnels, les éruptions observés dans le domaine optique affectent principalement la chromosphère.

La durée des manifestations chromosphériques d'une éruption, dans la raie $H\alpha$, peut varier de quelques minutes à plusieurs heures (voir tableau 7-1). Les éruptions de classes 3, par exemple, ont une durée moyenne de 1 heure. La brillance dans la raie $H\alpha$ lors d'une éruption résulte du chauffage de régions chromosphériques. L'énergie correspondante est transférée depuis la couronne par des particules accélérées et par conduction. L'atmosphère, dans une région d'éruption, est très hétérogène et hors équilibre : des boucles à température chromosphérique montent aisément à plus de 15 000 km au-dessus de la photosphère (alors que la limite de la

chromosphère calme est de 2 000 km) tandis que des régions chaudes sont observées à très basse altitude.

Sans entrer dans les détails de la morphologie des éruptions, on doit mentionner que les éruptions importantes et en particulier celles donnant des protons dans le milieu interplanétaire, ont souvent une structure en *doubles filets* : deux régions séparées, de forte brillance, s'observent de part et d'autre d'une ligne d'inversion du champ magnétique longitudinal. Ils représentent les pieds d'une série de boucles de champ magnétique coronal, parallèles entre elles, formant des *arcades* qui chevauchent la ligne neutre. Au cours de l'éruption, ces boucles semblent monter lentement dans la couronne tandis que les filets brillants s'éloignent l'un de l'autre avec une vitesse de l'ordre de quelques kilomètres par seconde.

7.3 Les émissions thermiques coronales

Les observations en ultraviolet et en rayons X mous, et en particulier celles des raies présentes dans le spectre, indiquent clairement l'existence simultanée de régions à toutes températures dans l'éruption, des basses températures (10 000 °K) à plus de 20 millions de degrés. Avec les satellites *Skylab* (en 1973-74), *SMM* (1980-89), *Yohkoh* (depuis 1991) et *Soho* (depuis 1995), on a disposé d'images des éruptions dans ces domaines de longueur d'onde, ainsi que de spectres détaillés qui permettent d'étudier la dynamique et l'évolution des conditions physiques des structures coronales au cours de l'éruption. La durée des émissions du domaine ultraviolet et X mous est du même ordre de grandeur que celle de l'émission H α . Néanmoins comme nous le verrons plus loin, les éruptions liées aux éjections de matière, peuvent se prolonger plusieurs heures.

Nous avons vu (section 7.1) que le déclenchement de l'éruption était localisé dans un petit volume, mais les conséquences de l'éruption peuvent être vues dans des sites multiples et s'étendre rapidement à toute la région active. A plus grande échelle encore, les observations du disque solaire entier, en rayons X mous, montrent que la restructuration des champs coronaux peut affecter un quart du disque solaire, modifiant les systèmes de boucles de champ magnétique qui redeviennent stables, après l'éruption, dans une autre configuration.

7.4 L'accélération de particules

A partir du lieu d'accélération que l'on situe dans la basse couronne, les particules accélérées partent le long des lignes du champ magnétique vers le bas, donnant les émissions X ou γ , ou vers le haut, auquel cas, si la topologie du champ magnétique est ouverte sur le milieu interplanétaire, elles peuvent s'échapper du Soleil.

7.4.1 L'accélération des électrons

L'accélération des particules doit être considérée comme un phénomène central dans l'éruption car le rôle de ces particules apparaît dans l'interprétation de presque toutes les observations, y compris pour celles mettant en jeu un chauffage local. L'accélération des particules ionisées est liée à la présence de champs

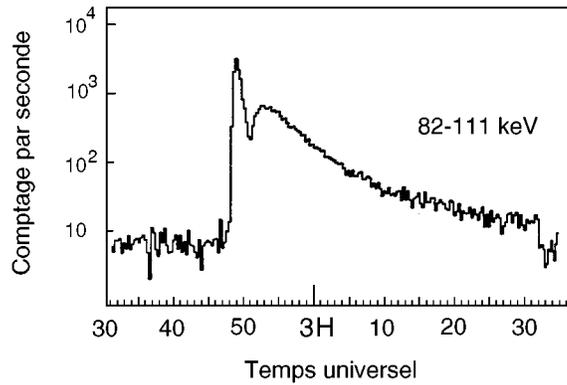


Figure 7-5 : Sursaut observé en rayons X durs (satellite Oso-5).

électriques intenses. Au cours de leur propagation les électrons accélérés sont plus aisément perturbés par le milieu ambiant que les particules plus lourdes (protons et autres noyaux) et ils émettent plus facilement. Ils sont la source d'émissions très variées en rayons X et en radio. La radioastronomie et l'observation des rayons X durs (longueurs d'onde inférieures à 0,1 nanomètre) permettent donc l'étude de l'accélération d'électrons dans les éruptions. Le domaine des rayons X durs correspond à des électrons d'énergie supérieure à 10 keV.

Les profils temporels des éruptions en rayons X durs, sont différents de ceux observés à plus basse énergie : les sursauts sont plus impulsifs et la durée de l'émission n'est souvent que de quelques minutes. La localisation est elle-même très différente : les rayons X mous proviennent de l'ensemble des arcades coronales alors que les rayons X plus durs sont émis de façon prépondérante aux pieds des arches, à plus basse altitude. La figure 7-5 donne un exemple de profil temporel en rayons X durs.

Durant la phase impulsive, les observations indiquent que l'accélération a lieu, à toutes les énergies, dans un temps très bref. A l'intérieur même de cette phase, qui ne dure que quelques minutes, des observations à haute résolution temporelle montrent que plusieurs accélérations ont lieu successivement : la figure 7-6 en donne un exemple où quelques secondes seulement séparent ces accélérations et où les particules émettent simultanément, mais dans des structures et à des altitudes différentes, aux longueurs d'onde centimétriques (tracé du haut), et en rayons X durs (bandes 40-140 et 300-350 keV).

Le flux centimétrique du Soleil, atteint, lors des plus grandes éruptions, plusieurs centaines de fois celui du Soleil calme. Ainsi, on a mesuré 32 000 SFU, le 30 mars 1969 et 22 000 SFU le 22 octobre 1989 (rappelons que l'unité de flux utilisée en radioastronomie solaire, vaut 10^{-22} W/m²/Hz). Ces flux sont à comparer au flux centimétrique hors éruption, qui varie de 70 à quelques centaines d'unités de flux solaire à la longueur d'onde de référence de 10,7 centimètres.

Outre les émissions centimétriques, les instruments au sol permettent l'étude de celles du domaine des ondes métriques. Les sursauts métriques sont également émis par des électrons accélérés. Alors que les rayons X durs et les ondes centimétriques proviennent d'électrons accélérés atteignant les régions basses de l'atmosphère solaire, les ondes métriques sont émises dans la moyenne couronne (au-delà de cent mille kilomètres de la photosphère). Elles donnent ainsi une image complémentaire de celle obtenue à plus haute énergie. Les sursauts métriques seront succinctement décrits dans la section 7.7.

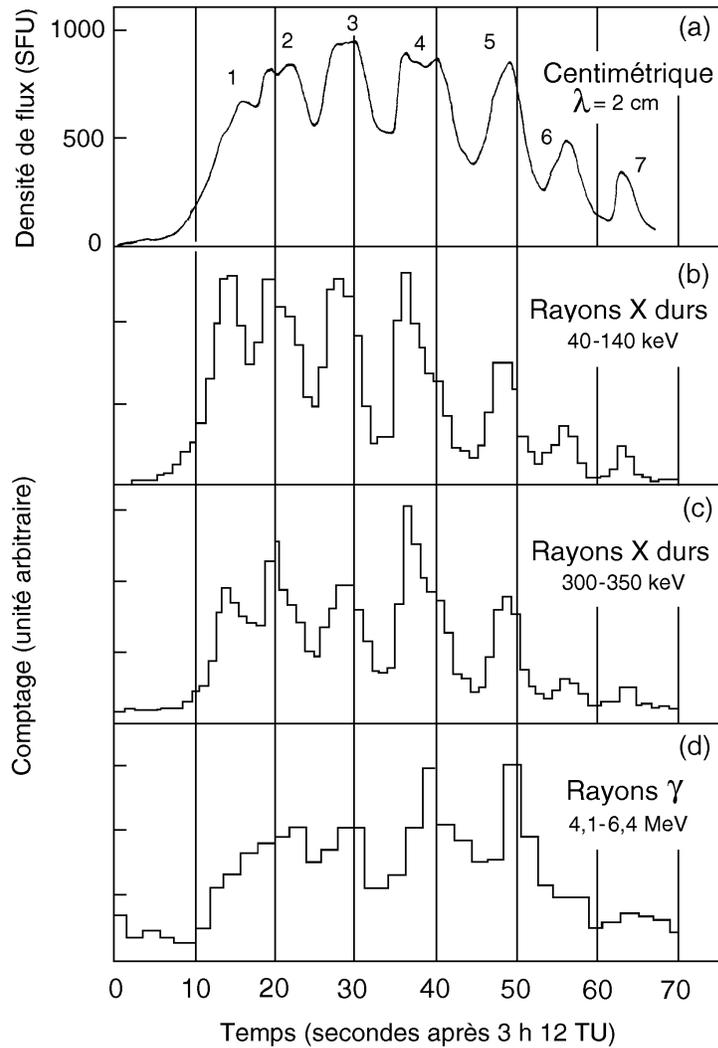


Figure 7-6 : Profils d'un sursaut à haute résolution temporelle en centimétrique court, en rayons X durs et en rayons γ (Observatoire de Nobeyama et satellite SMM).

7.4.2 Les protons accélérés et le rayonnement γ

Dans une éruption importante, les protons peuvent être accélérés jusqu'à des énergies dépassant quelques centaines de MeV. Exceptionnellement, l'énergie des protons peut atteindre 20 GeV, comme l'attestent ceux qui s'échappent dans le milieu interplanétaire et que l'on mesure, au sol, par des moniteurs à neutrons (sections 7.9 et 7.10.3). Néanmoins, comme les protons peuvent être réaccélérés durant leur trajet, les rayons γ (photons de plus de 300 keV environ) sont le seul domaine d'observation apportant, sans ambiguïté, des informations sur l'accélération des protons au niveau de l'atmosphère solaire. La figure précédente (figure 7-6), montrait, sur le dernier des quatre profils, celui des rayons γ , une similitude certaine avec ceux observés en centimétrique et en rayons X. Il faut, en fait, pour étudier l'émission γ due aux protons, pouvoir la distinguer de celle provenant du freinage des électrons accélérés. Sur la figure 7-7, une courbe régulière sépare, pour une éruption particulière, la contribution attribuée aux électrons (sous la courbe) de celle liée aux protons (au-dessus). Dans l'excès de rayonnement γ , en fait uniquement formé de raies, on peut distinguer les plus fortes

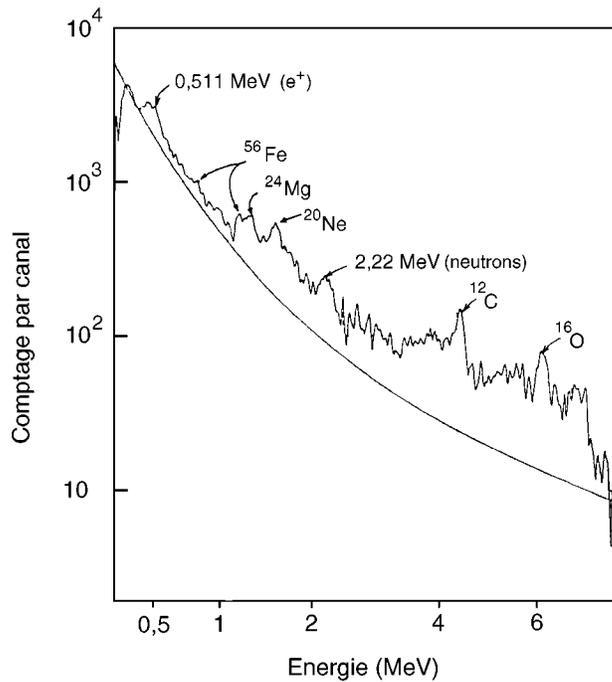


Figure 7-7 : Spectre en rayons γ d'une éruption (satellite SMM).

d'entre elles. Les énergies atteintes par les protons se déduisent de la présence de ces raies du spectre γ , provenant de réactions nucléaires bien identifiées à la surface de l'étoile. On observe des *raies immédiates* dues aux réactions nucléaires où les protons accélérés (10 MeV-100 MeV) jouent un rôle direct en excitant des noyaux. Dans ce cas, les raies sont identifiées, sur la figure 7-7, par le nom du noyau excité. On observe aussi des *raies retardées* dont le décalage peut se compter en minutes. Sur la figure, les deux raies de ce type sont identifiées par l'énergie correspondante (0,511 et 2,22 MeV) et par les processus émetteurs, soit "e+" quand il y a annihilation électron-positron ou "neutrons" s'il s'agit de capture de neutrons. Positrons et neutrons sont produits par collisions des protons avec les noyaux atomiques du milieu. Mais pour que les réactions de capture, émettant les raies γ aient lieu, il faut que les particules soient d'abord elles-mêmes ralenties par collision, ce qui explique le retard observé pour ces raies.

Les études faites pour comparer la quantité de protons accélérés dans la basse atmosphère à celle détectée dans le milieu interplanétaire indiquent que dans chacun des cas, les particules sont accélérées dans des régions différentes. Avec, il est vrai, un petit nombre de cas disponibles, des auteurs ont en effet calculé le rapport entre le nombre de protons détectés dans le milieu interplanétaire et le nombre de protons accélérés dans la partie de l'éruption liée aux rayons γ : le rapport varie de 1 millième à 50 suivant les événements étudiés. Cela signifierait, entre autres que, contrairement à ce que l'on pouvait espérer, l'observation en rayons γ n'apporte pas d'information pour prévoir l'importance d'arrivées de protons au niveau de l'orbite terrestre.

7.4.3 Les neutrons solaires

Les réactions nucléaires déclenchées par bombardement de la basse atmosphère solaire par des protons libèrent des neutrons qui, contrairement aux particules chargées électriquement, peuvent s'échapper quelle que soit la configuration du

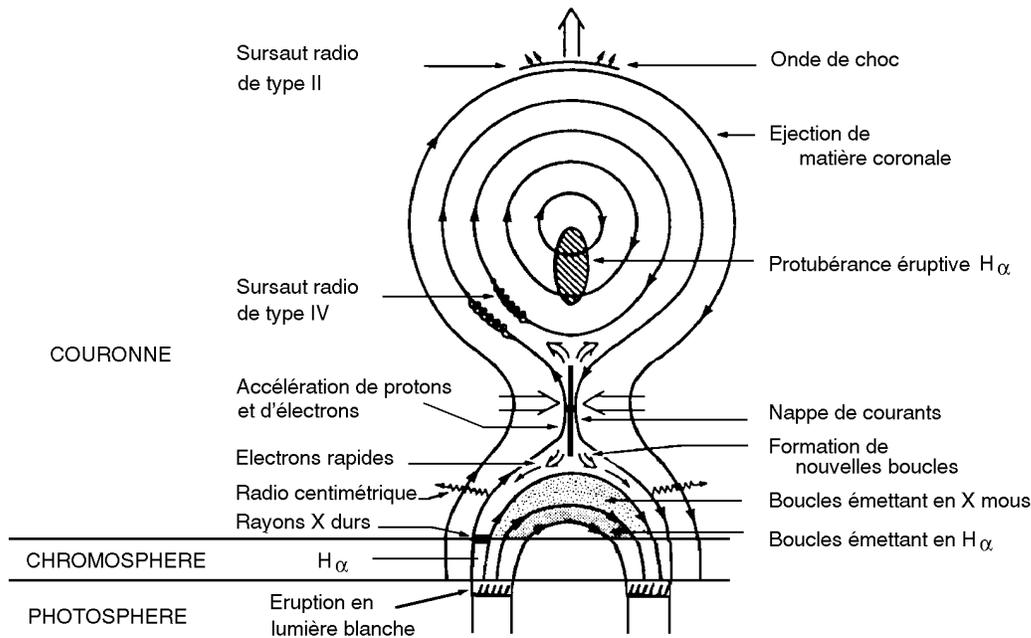


Figure 7-8 : Modèle empirique d'éruption.

champ magnétique solaire. Leur trajectoire n'est modifiée ni par le champ magnétique interplanétaire, ni par le champ magnétique terrestre. Ils ont été détectés, pour la première fois, par satellite en 1980, mais ils peuvent l'être au sol, si leur flux est suffisant, à l'aide des moniteurs à neutrons situés du côté éclairé de la Terre. Les observations de neutrons solaires, qui restent exceptionnelles, montrent que les particules de 400 MeV atteignent la Terre 3 minutes environ après la lumière (qui met 8 minutes pour effectuer les 150 millions de kilomètres du trajet Soleil-Terre). L'arrivée des neutrons solaires au niveau de l'orbite terrestre dure environ 10 minutes. Le total (21 minutes) dépasse donc la durée de vie moyenne des neutrons, qui est de 917 secondes (soit environ 15 minutes). La dilatation des durées de la théorie de la relativité restreinte, qui s'applique aux particules rapides, explique ce paradoxe.

7.5 Les modèles d'éruption

Les modèles théoriques d'éruption solaire, pour des raisons mentionnées au début de ce chapitre, sont loin d'être complets. Ils permettent cependant de simuler le déclenchement d'une éruption, pour en préciser la physique, et de tester numériquement l'efficacité des différents processus d'émission du rayonnement électromagnétique ou d'accélération de particules. Pour une description globale, on ne peut guère proposer actuellement que des scénarios décrivant, dans le détail, le lien entre les différentes observations. La figure 7-8 donne un exemple de modèle empirique qui illustre assez bien le consensus actuel.

Dans ce modèle, le cœur de l'éruption, site de la libération d'énergie, est une *nappe de courant* où la reconnexion des lignes de champ magnétique (voir encadré 5.II) accélère des particules ionisées qui partent le long des lignes de champ magnétique et libère de l'énergie thermique. La reconnexion impose au plasma un mouvement horizontal vers la nappe de courant et l'expulse hors de cette région vers le bas et vers le haut.

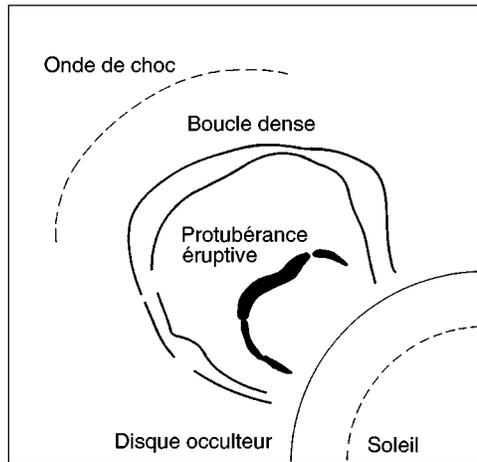


Figure 7-9 : Schéma d'une éjection de matière coronale observée par un coronographe au-dessus du bord solaire.

Considérons d'abord les éjections de particules et de plasma vers le bas, qui correspondent aux émissions décrites dans les précédentes sections. L'éjection de matière crée en permanence de nouvelles boucles coronales de matière chaude (de quelques millions de degrés à quelques dizaines de millions de degrés) qui émettent en rayons X mous, puis se refroidissent jusqu'aux températures chromosphériques et émettent dans des raies comme $H\alpha$. La lente montée *apparente* des boucles en rayons X est attribuée à ce phénomène de création continue de nouvelles arches. Dans les pieds des boucles, les électrons accélérés donnent lieu, comme nous l'avons vu, aux émissions centimétriques et aux émissions en rayons X durs par interaction avec le plasma et le champ magnétique, tandis que les protons émettent des rayons γ par collision avec les noyaux atomiques du milieu. La chromosphère proprement dite est chauffée par les particules qui l'atteignent et par le flux conducteur venant de la couronne. Ces processus sont responsables de la plus grande part de l'émission $H\alpha$ de l'éruption. Si les particules peuvent atteindre la photosphère en nombre suffisant, une émission en lumière blanche est observée.

Au-dessus de la nappe de courant, région pour laquelle les phénomènes seront décrits dans les sections suivantes, la dynamique de l'éruption est encore plus évidente sur les observations. La protubérance, soutenue par le champ magnétique, disparaît des images en $H\alpha$ parce qu'elle s'envole. Des arcades de boucles coronales sont éjectées. Si les vitesses sont suffisantes, une onde de choc se forme en amont de l'éjection. Les électrons accélérés déclenchent des sursauts radioélectriques qui, compte tenu de la densité ambiante sont à longueurs d'onde métriques et, à plus haute altitude, décamétriques.

7.6 Les éjections de matière coronale

Ce sont des boucles coronales qui s'envolent lors des *éjections de matière de la couronne* (CME de l'anglais : " *coronal mass ejections* "). Les CME peuvent être liées aux éruptions $H\alpha$ mais peuvent aussi simplement accompagner une restructuration de la couronne et la déstabilisation d'une protubérance sans que les émissions décrites précédemment soient toutes présentes. Les émissions $H\alpha$, celles en rayons X durs et *a fortiori* en rayons γ sont alors absentes, ou en tout cas peu intenses. Néanmoins le schéma général illustré par la figure 7-8 reste le même et

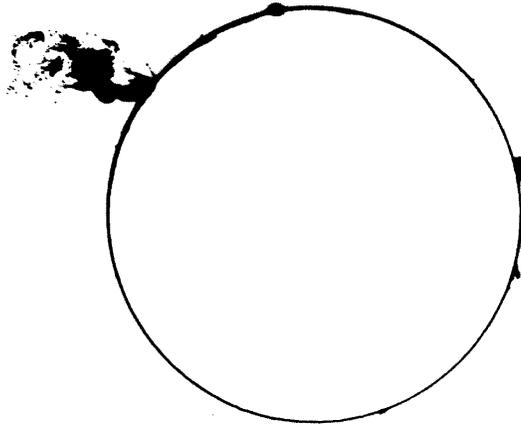


Figure 7-10 : Observation dans la raie $H\alpha$ d'une protubérance s'envolant lors d'une éruption (High Altitude Observatory, Boulder).

nous décrivons ici, de fait, la partie supérieure de cette figure commune aux deux cas.

La phase impulsive de l'éruption est absente des éjections de matière isolées. L'émission en rayons X mous, due aux arches chaudes, croît graduellement et peut subsister plusieurs heures. C'est la signature des *événements de longue durée* (appelés LDE pour *long duration event*). L'altitude des émissions en rayons X est de dix mille à cent mille kilomètres au-dessus de la photosphère et l'échelle horizontale des arches est du même ordre de grandeur. L'émission centimétrique, due à l'émission thermique de ces boucles, a le même profil à variations lentes que celui des rayons X mous : ces sursauts sont classés "*gradual rise and fall*" (GRF). L'émission $H\alpha$, si elle est observée, est très faible et localisée dans de petites régions situées aux pieds des boucles émettant les rayons X. Elle n'a même pas le statut de *subflare*

La diffusion du rayonnement de la photosphère par les électrons libres de la couronne (diffusion Thomson) permet, en lumière blanche, de détecter ces régions coronales plus denses que leur environnement, que sont les éjections de matière coronale et de mesurer leur densité électronique. Les CME sont observées à l'aide de coronographes, qui occultent le disque solaire, trop brillant. Les coronographes embarqués à bord de satellites, évitant ainsi la diffusion de la lumière du disque solaire par l'atmosphère terrestre, peuvent observer des régions coronales beaucoup plus hautes que les instruments au sol. On a pu suivre les éjections de matière, lorsqu'elles sont suffisamment denses, jusqu'aux limites d'observation des coronographes (ceux du satellite Soho observent jusqu'à 30 rayons solaires). La figure 7-9 donne l'exemple d'une observation particulièrement simple où l'on distingue la surdensité de l'éjection elle-même, en forme de boucle, suivie, à plus basse altitude, par une protubérance éruptive. La vitesse des éjections de matière coronale varie de quelques centaines à quelques milliers de kilomètres par seconde. Comme celui de la figure, les CME sont plus faciles à détecter lorsque l'événement a lieu près du bord, mais ceux issus de régions situées au centre du disque peuvent être vus comme un anneau brillant tout autour du disque solaire. En effet la structure correspondante est à trois dimensions car plutôt que des boucles isolées, on observe des arcades de boucles déstabilisées.

La matière froide de la protubérance est éjectée sans avoir le temps de se mettre en équilibre thermique avec la couronne : dans certains cas, elle reste visible en $H\alpha$ à très haute altitude, quelques centaines de milliers de kilomètres, comme l'illustre la figure 7-10.

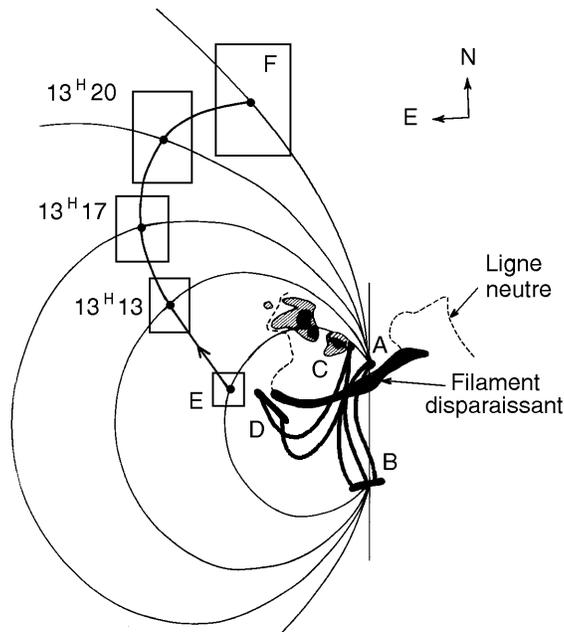


Figure 7-11 : Phase initiale d'une éjection de matière coronale observée en métrique et en rayons X, le 30 mars 1980 (Radiohéliographe de Nançay et satellite SMM).

7.7 Les émissions métriques et décamétriques

Les sursauts radioélectriques à grandes longueurs d'onde sont tous dus à des électrons accélérés, émettant dans des structures coronales plus denses que le reste de la couronne. Néanmoins on observe, aux longueurs métriques et décamétriques, des émissions de caractéristiques variées (voir encadré 7-I). Comme ces émissions sont une signature très sensible de la présence d'électrons accélérés, leur étude permet de préciser les conditions d'accélération et d'injection des électrons dans la couronne, et de suivre le mouvement et l'évolution temporelle des structures coronales elles-mêmes. Elle fournit aussi une estimation de la densité et, dans certains cas, du champ magnétique local.

La figure 7-11 présente une observation faite conjointement par un radiohéliographe, des instruments optiques et un télescope en rayons X. Il s'agit de la première observation de la phase initiale d'une éjection de matière coronale vue sur le disque solaire. Un filament, dessiné en noir est aligné sur une ligne neutre de champ magnétique. Il montre des mouvements d'agitation pendant plusieurs heures, puis disparaît. Un événement de longue durée en rayons X a lieu simultanément au-dessous de l'emplacement du filament. Les points A, B, C et D marquent les petites brillances $H\alpha$, qui ne sont pas des éruptions, mais correspondent aux pieds des boucles du LDE, elles-mêmes indiquées par les tracés en traits gras. Des taches ont été indiquées par leur ombre et leur pénombre, pour situer le phénomène par rapport à la région active en bordure de laquelle il a lieu.

La source d'émission radioélectrique, observée à 169 MHz ($\lambda = 1,77$ mètre), apparaît à la position marquée E, en même temps que les rayons X, dont elle

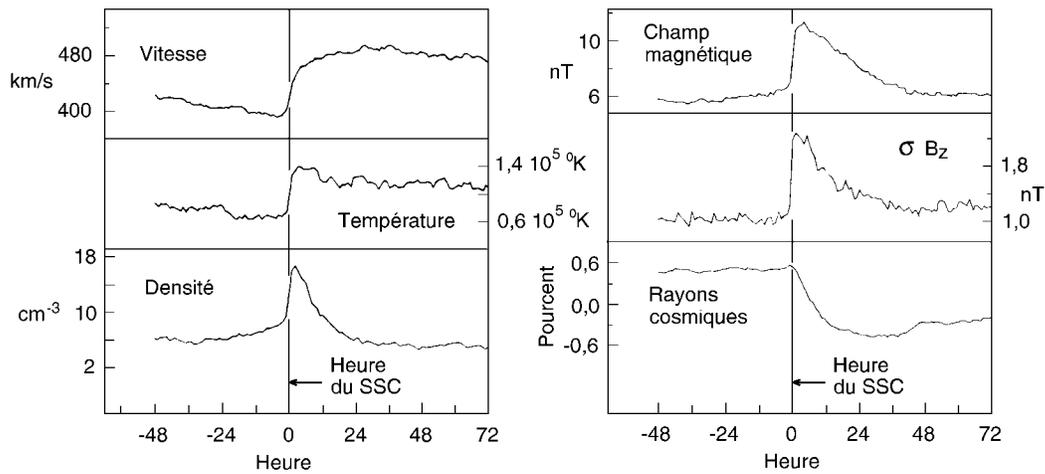


Figure 7-12 : Paramètres du vent solaire lors du passage d'une onde de choc interplanétaire à proximité de la Terre. Le cadre en bas à droite montre la décroissance Forbush des rayons cosmiques observés par un moniteur à neutrons.

suivra d'ailleurs la courbe de brillance, montrant qu'accélération des électrons et chauffage des boucles ont une origine commune. A partir de 13 H10 TU, la source d'émission métrique se déplace selon la trajectoire indiquée sur la figure, pour finalement aller se stabiliser au point F. La taille des rectangles représente la dispersion des points du maximum d'émission. L'émission radioélectrique a lieu à une densité électronique particulière qui dépend de la fréquence d'observation. Cette observation suggère très fortement l'existence de boucles de champ magnétique en expansion dans la couronne. Nous en avons dessiné quelques tracés. Il s'agit des boucles denses de l'éjection de matière, que l'on observe, de fait, une heure plus tard, au dessus du bord solaire, grâce au coronographe qui, comme le télescope en rayons X, était embarqué sur le satellite SMM.

7.8 Les ondes de choc interplanétaires et les nuages magnétiques

La figure 7-12 montre la variation des paramètres du vent solaire, lors du passage d'une onde de choc interplanétaire (voir aussi encadré 5-I). Les courbes ont été obtenues par superposition de profils observés *in situ* par des sondes interplanétaires. A gauche sont représentées la vitesse, la température et la densité du vent solaire. Pour des chocs importants, la vitesse du vent solaire passe brusquement de 350 kilomètres par seconde en amont du choc (c'est-à-dire devant le front de l'onde), à 800 kilomètres par secondes en aval. Le choc lui-même peut se déplacer dans le milieu interplanétaire à des vitesses dépassant 1 000 kilomètres par seconde. La partie droite de la figure 7-12 montre la discontinuité du champ magnétique, la brusque augmentation de la turbulence, donnée ici par l'écart quadratique moyen des variations de la composante Bz. En bas, figure la décroissance des rayons cosmiques observés au sol, connue sous le nom de décroissance *Forbush* (section 7.10.4). L'origine des abscisses correspond au *début brusque* de l'orage géomagnétique (ou SSC pour *storm sudden commencement*). La pression dynamique du vent solaire, proportionnelle à la densité et au carré de la vitesse du vent, croît brusquement au passage de l'onde de choc, augmentant le courant de la

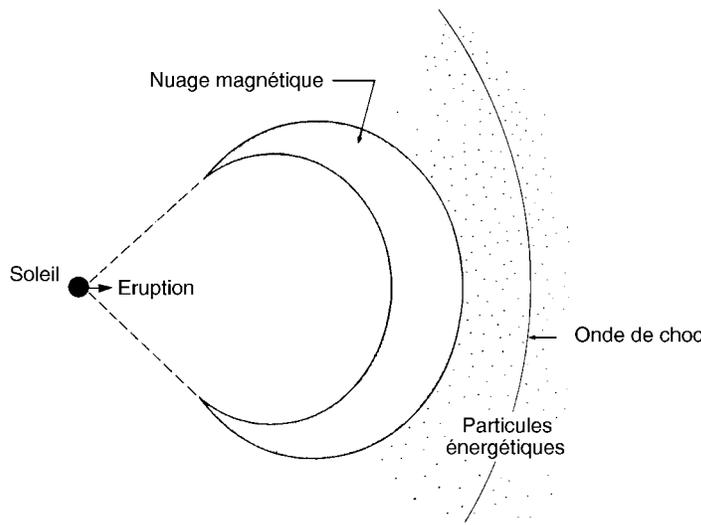


Figure 7-13 : Nuage magnétique correspondant, dans l'espace interplanétaire, aux boucles magnétiques de l'éjection de matière coronale. Il est précédé ici d'une onde de choc interplanétaire et de particules énergétiques.

magnétopause (courant numéroté 4 sur la figure 5-7) et la soudaineté de la perturbation géomagnétique.

Les ondes de choc produisant des effets importants à la Terre correspondent généralement à des CME localisées près du méridien central. Les ondes de choc les plus efficaces pour l'accélération des protons sont celles pour lesquelles le champ magnétique du milieu traversé est perpendiculaire à la direction de propagation. Cette géométrie représente 80 % des chocs interplanétaires et ce type de choc peut accélérer des protons jusqu'au-delà de 100 MeV. Le gain d'énergie des particules peut être d'un facteur cent ou mille en quelques dizaines de secondes. Il s'agit donc d'un processus très efficace qui s'ajoute à l'accélération initiale des protons au niveau de la couronne. Rappelons que les régions d'interaction des différents vents solaires, les CIR, sont aussi accompagnées de chocs. Eux aussi accélèrent des protons, mais à des énergies inférieures à quelques MeV.

Derrière les ondes de choc issues d'éruptions et de CME, la matière coronale éjectée dans le milieu interplanétaire, qui, au niveau de la couronne, était formée de boucles, garde une géométrie similaire, mais à très grande échelle. La figure 7-13 en donne un schéma. Dans le milieu interplanétaire, le phénomène est appelé *nuage magnétique*, car c'est la topologie de son champ magnétique qui permet de l'identifier. Il porte la signature de lignes de champ torsadées comme le sont les boucles magnétiques coronales. Le passage d'un nuage magnétique au niveau d'une sonde interplanétaire, peut durer plus d'une journée, ce qui implique une grande extension radiale, de l'ordre du quart de la distance Terre-Soleil. Son extension dans la direction perpendiculaire, comme celle de l'onde de choc, est très importante. On notera sur la figure la présence de particules énergétiques, accélérées par l'onde de choc, en amont du choc et entre l'onde de choc et le nuage magnétique.

Tous les nuages magnétiques ne sont pas précédés par une onde de choc, mais 60 à 80 pour cent d'entre-eux, semble-t-il, le sont. Leur vitesse peut être inférieure à celle de l'onde de choc associée dans le cas où, après avoir créé celle-ci au niveau coronal, ils ont ralenti durant leur trajet du Soleil à la Terre.

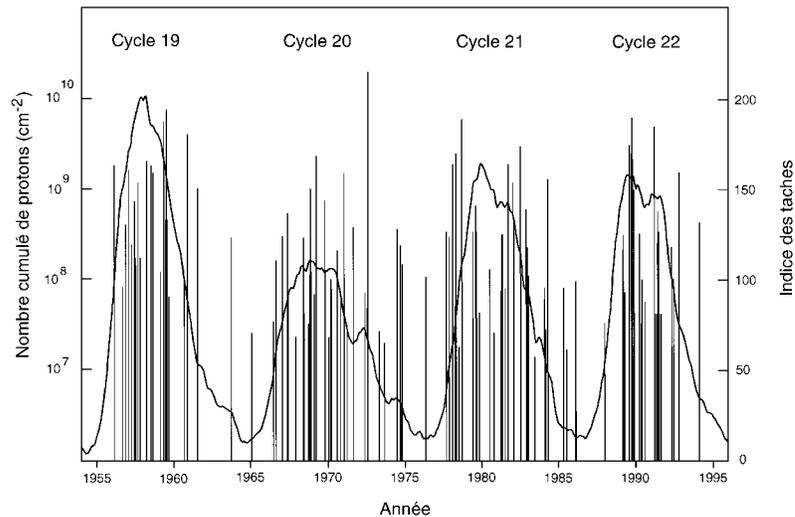


Figure 7-14 : Événements à protons observés au cours de quatre cycles (traits verticaux). La courbe est l'indice des taches RI_{12} (échelle de droite).

7.9 Les protons énergétiques dans le milieu interplanétaire

La fréquence des événements à protons est de quelques événements par an durant le minimum du cycle et d'une dizaine d'événements par an durant le maximum, comme le montrait l'un des histogrammes de la figure 7-3. Plus précisément, la figure 7-14 donne pour les cycles de 19 à 22 (dont l'indice des tâches est également tracé), la répartition temporelle de ces événements. Les barres verticales indiquent, pour chacun d'eux, le nombre total de protons par centimètre carré cumulé sur toute la durée du phénomène, pour les protons d'énergie supérieure à 10 MeV. Les mesures ont été faites, à une unité astronomique, par nombre de satellites. On constate sur cette figure que les événements à protons sont effectivement plus nombreux durant le maximum d'activité solaire, bien que le cycle 21 en soit un contre-exemple. On note en tout cas que l'événement le plus intense observé au cours de ces quatre cycles, celui du 4 août 1972, a eu lieu durant une période d'activité modérée et que des événements à protons sont observés même durant le minimum du cycle, un seul groupe de tâches, pour peu qu'il soit suffisamment complexe, pouvant déclencher de grandes éruptions.

Les protons suivent les lignes du champ magnétique interplanétaire, qui, nous l'avons vu (section 5.1.1), ont une forme de spirale. L'arrivée de protons près de la Terre a plus de chance de se faire pour les éruptions situées à l'ouest du disque, mieux connectées à la Terre par le champ magnétique interplanétaire. La figure 7-15 situe en longitude héliocentrique une série d'éruptions ayant donné des événements à protons. On voit qu'elles sont plus nombreuses à l'ouest, particulièrement autour des longitudes de 40 à 50 degrés et qu'elles peuvent aussi se situer bien au-delà du bord ouest. Dans ce dernier cas l'éruption elle-même n'est observable ni en optique, ni même en rayons X et ultraviolet, malgré l'altitude plus grande à laquelle sont émises ces dernières longueurs d'onde.

Les protons de 30 MeV se déplacent au quart de la vitesse de la lumière. Ils doivent parcourir une distance supérieure à l'unité astronomique puisqu'ils suivent la spirale du champ magnétique. Cette longueur, pour une vitesse du vent solaire de 450 km/s, est d'environ 1,4 unité astronomique. Ils arrivent donc à la Terre

trois-quarts d'heure après s'être échappés de l'atmosphère solaire, s'ils suivent le trajet le plus direct. Le délai d'arrivée des protons, comme sa probabilité, est en fait sensible à la longitude de l'éruption : il peut être d'un jour entier si le site de l'éruption, situé au bord Est, est mal connectée à la Terre par le champ magnétique interplanétaire. Dans ce cas, les particules doivent d'abord diffuser dans le milieu interplanétaire avant d'être observées près de notre planète.

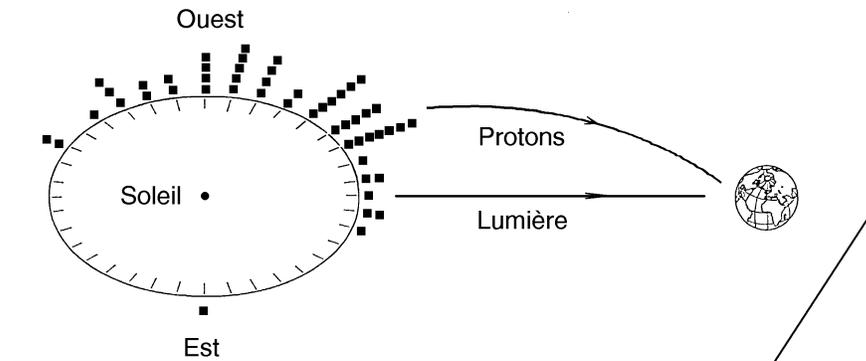


Figure 7-15 : Répartition aux différentes longitudes solaires d'éruptions ayant donné des événements à protons à proximité de la Terre.

Le profil temporel d'un événement à protons intense est illustré, figure 7-16, par le cas de l'éruption du 23 mars 1991, dont le profil en rayons X est donné en haut de la figure. Il met bien en évidence l'importance des inhomogénéités à grande

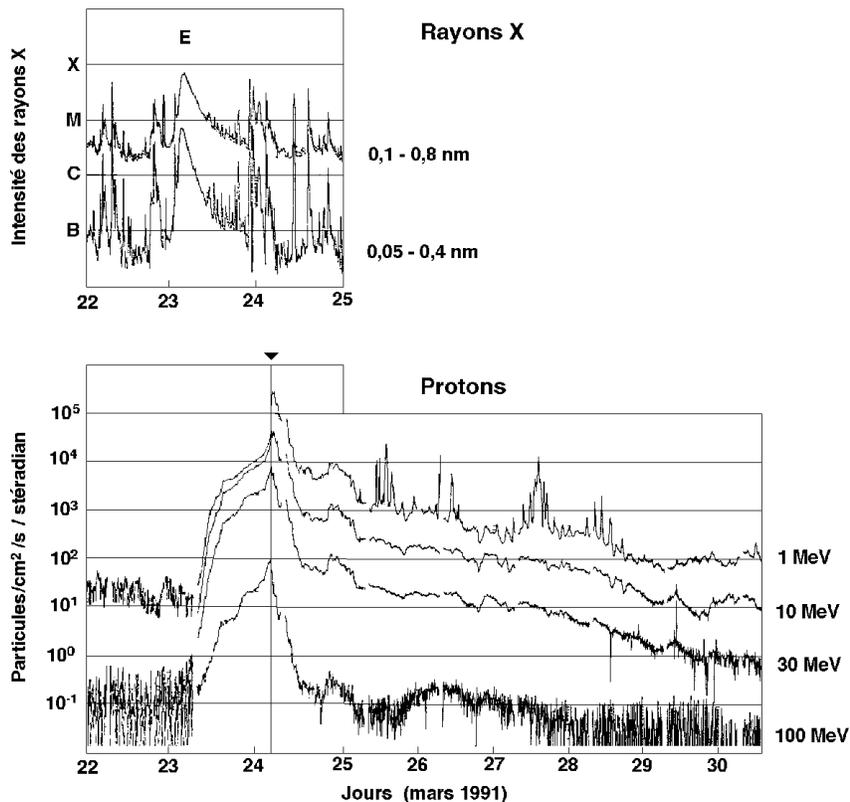


Figure 7-16 : Profil temporel d'une éruption en rayons X mous (haut) et de l'événement à protons consécutif (bas) (satellite Goes).

échelle du champ magnétique interplanétaire. En effet, à une onde de choc interplanétaire, déclenchant un orage géomagnétique le 24 mars (le début brusque est indiqué par un triangle), est associée une croissance brusque du nombre des protons, les particules correspondantes ayant été réaccélérées par cette onde de choc. La durée de l'événement à protons est longue (plusieurs jours) alors que les protons ne mettent que quelques heures pour atteindre l'orbite de Jupiter. La présence de régions d'interaction (CIR), dont le champ magnétique est fort et turbulent, bloquent les protons dans l'héliosphère interne et conduit à un remplissage de toute cette région. L'anisotropie des protons, détectée fréquemment en début d'événement, décroît d'ailleurs ensuite systématiquement. Enfin l'intensité des protons, surtout à relativement basse énergie (1 MeV : courbe supérieure des profils temporels de protons), est modulée par les effets des inhomogénéités du milieu interplanétaire. On doit noter, pour finir, qu'avec les protons, on peut observer des ions lourds ainsi que des électrons d'origine solaire.

7.10 L'impact des éruptions solaires sur l'environnement terrestre

Trois vecteurs, nous l'avons souvent mentionné, jouent un rôle dans les relations Soleil-Terre : les ondes électromagnétiques, les particules accélérées et les perturbations du vent solaire.

Presque simultanées, au départ, dans le cas des éruptions, ces trois types de perturbations, arrivent échelonnés près de la Terre, en raison de vitesses de propagation différentes. Les ondes électromagnétiques mettent huit minutes pour parcourir les 150 millions de kilomètres qui séparent le Soleil de la Terre. Les protons, dans la gamme d'énergie 10-30 MeV, mettent, nous l'avons vu, quelques dizaines de minutes pour atteindre la Terre. Enfin, les ondes de choc interplanétaires atteignent la Terre deux jours environ après leur départ du Soleil. Le délai entre l'éruption et ses premiers effets permet donc de les attribuer à l'un des trois vecteurs. La répartition géographique des effets sur Terre varie également suivant le vecteur concerné, fournissant ainsi un second critère de discrimination. Les effets du rayonnement électromagnétique se font sentir du côté éclairé par le Soleil. Les particules accélérées ne pénètrent directement que par les cornets polaires et affectent donc principalement les régions à très haute latitude. Enfin le vent solaire a un effet global sur la magnétosphère ; il déclenche, entre autre, la précipitation d'électrons stockés dans la queue de la magnétosphère. Cette région est connectée au champ magnétique de la Terre, à basse altitude, au niveau des zones aurorales (situées entre 60 et 80 degrés de latitude).

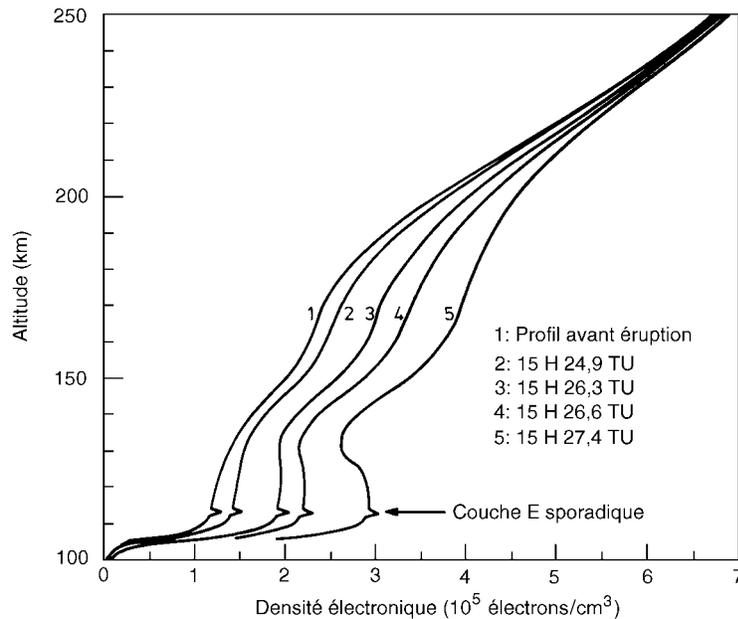


Figure 7-17 : Modifications du profil vertical de la densité électronique de l'ionosphère au cours d'une éruption. Une couche E sporadique qui existe avant l'éruption est indiquée.

7.10.1 Les effets du rayonnement électromagnétique

Les effets du rayonnement solaire X et ultraviolet, déjà décrits à la section 3.8, se retrouvent présents d'une manière plus brutale lors d'une éruption, le flux pouvant atteindre, en quelques minutes, des centaines de fois celui du Soleil calme. Le flux centimétrique, bien que trop faible pour avoir en lui-même un effet sur l'atmosphère, est souvent utilisé pour les études de géophysique car il est, nous l'avons vu, disponible depuis cinquante ans et varie approximativement comme celui des rayons X et des ultraviolets.

La figure 7-17 donne, à l'échelle de quelques minutes, l'évolution, lors d'une éruption, de la densité électronique de l'ionosphère aux différentes altitudes. En comparant la courbe 1, état avant l'éruption, à la courbe 5, quatre minutes après son déclenchement, on voit que l'ionisation a crû par un facteur de dix à cent.

L'effet le plus immédiat de l'augmentation de l'ionisation concerne la propagation des ondes radio. Les communications sur ondes décimétriques (de 3 à 30 MHz) se font par réflexion sur la couche F de l'ionosphère (la couche la plus élevée, de 150 à 400 kilomètres d'altitude). A l'augmentation de densité électronique de la couche D (altitude à 100 kilomètres), normalement traversées à ces fréquences, correspond une absorption des ondes et une coupure des communications radio. Ce phénomène, spécifique au côté éclairé de la Terre et simultané avec l'observation de l'éruption, est appelé PIDB (*perturbation ionosphérique à début brusque*). Alors que la coupure s'établit en quelques minutes, le retour à la propagation normale, plus graduel, se fait en quelques dizaines de minutes.

L'absorption du rayonnement X et ultraviolet par la thermosphère chauffe cette région. La température exosphérique croît et l'ensemble de l'atmosphère neutre se dilate, augmentant la densité à haute altitude, comme nous l'avons vu au chapitre 3. Le freinage supplémentaire subi par les satellites peut leur faire perdre plusieurs dizaines de mètres d'altitude, ou plus, à la suite d'une éruption, d'autant

que s'ajoute au chauffage dû au rayonnement celui lié aux orages géomagnétiques et aux particules précipitantes, consécutifs à l'éruption. Ainsi le satellite d'observations solaires SMM, sur orbite basse (500 kilomètres d'altitude), a brusquement perdu 3 kilomètres d'altitude en mars 1989.

7.10.2 L'activité géomagnétique liée aux éruptions

Nous avons mentionné au chapitre 5 que sous l'effet des variations du vent solaire, la magnétosphère était plus ou moins comprimée. Alors que la frontière habituelle de la magnétosphère, dans la direction du Soleil, se situe entre dix et quinze rayons terrestres, elle peut descendre au-dessous de six rayons terrestres (en deçà de l'orbite géostationnaire) durant plusieurs heures au cours d'orages géomagnétiques exceptionnellement forts.

Les orages déclenchés par les éruptions sont assez semblables à ceux montrés sur la figure 5-13, à ceci près qu'ils ne sont pas récurrents à 27 jours. Les variations globales du champ magnétique terrestre n'excèdent que rarement le centième du champ terrestre d'origine interne. Même en cas de forte activité ces variations ne dépassent pas quelques centaines de nanoteslas. Ainsi l'orage géomagnétique du 13 mars 1989, le plus intense observé depuis 1868, a eu une amplitude, en terme d'indice quotidien Aa, de 356 nanoteslas. L'indice quotidien Ap était ce jour là de 246 tandis que la valeur de l'indice trihoraire Kp atteignait le maximum possible qui est de 9. Mais les variations locales, particulièrement dans les zones aurorales, sont bien supérieures à celles reflétées par les indices globaux. Pour le même orage, les fluctuations du champ total ont dépassé 2 000 nanoteslas, pic à pic, dans le Nord du Canada.

Les aurores polaires déclenchées par de fortes éruptions sont souvent vues à plus basses latitudes qu'en période d'activité modérée, en raison de l'élargissement de l'ovale auroral. Mais dans certains cas, correspondant à des périodes très perturbées, il est possible que des particules précipitées (principalement des ions) proviennent, par diffusion, du courant annulaire (voir section 5.2.1). Ainsi durant l'orage géomagnétique de mars 1989, des aurores ont été vues au Mexique et en Europe méridionale. Dans le passé, certaines aurores ont été observées (loin du zénith) à de très basses latitudes comme à Bombay en 1872 (latitude magnétique 10° N) ou à Singapour en 1909 (latitude magnétique 10° S).

Les effets dommageables sur les satellites géostationnaires (localisés à 42 000 kilomètres soit 6,6 rayons terrestres du centre, ou 36 000 km d'altitude) interviennent fréquemment par l'intermédiaire des particules ionisées des ceintures de radiation et du courant annulaire, plus nombreuses en période d'activité magnétique (voir figure 5-10 et 5-16). Certains satellites, malgré les efforts faits au moment de leur conception pour éviter ce problème, sont régulièrement affectés par des phénomènes de charge liés à la pénétration plus ou moins profonde de particules ionisées. Des décharges électrostatiques peuvent endommager sérieusement le matériel. Les senseurs solaires ou terrestre, qui permettent d'orienter les satellites, sont des éléments essentiels car la perte de l'orientation interrompt les opérations de ces satellites qui doivent rester pointés vers la Terre tandis que leurs panneaux solaires doivent rester pointés vers le Soleil. Or les décharges électrostatiques peuvent induire de faux signaux dans les senseurs rendant, dans des cas extrêmes le satellite inopérant durant plusieurs mois. Dans d'autres cas où le satellite géostationnaire a son attitude contrôlée automatiquement par le champ magnétique terrestre, le passage dans le milieu interplanétaire dont le champ est orienté différemment (lors des compressions de la

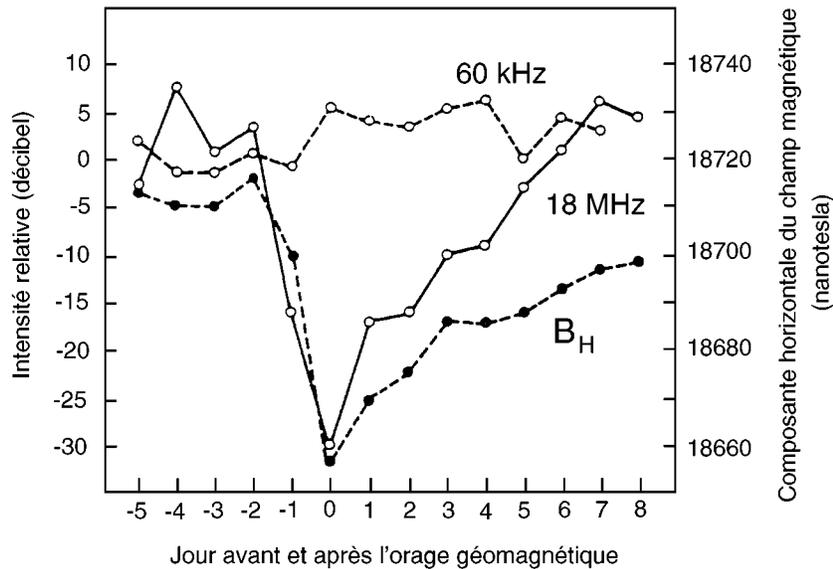


Figure 7-18 : Absorption des ondes décamétriques lors d'un orage géomagnétique figuré par la courbe B_H

magnétosphère, du côté éclairé, mentionnées au début de cette section), fait perdre son orientation au satellite qui ne la retrouve que lorsque la magnétosphère reprend sa géométrie habituelle.

Au sol, l'activité géomagnétique induite par les éruptions est aussi responsable d'effets qui, sans être catastrophiques, sont économiquement importants. Les communications radio sont perturbées par l'activité aurorale comme elles le sont par l'émission X et ultraviolette (et par les particules solaires dans les régions polaires, comme nous le verrons plus loin). La figure 7-18 montre, en trait continu, l'absorption subie par des communications radio transatlantiques à 18 mégahertz (longueur d'onde 16 mètres). L'échelle des ordonnées est donnée en *decibels*, unité logarithmique usuelle dans ce domaine et telle que 3 décibels correspondent à une atténuation du signal par un facteur deux. La composante horizontale du champ magnétique (échelle de droite) est tracée en tirets. Elle a le même profil temporel, démontrant le lien étroit entre activité géomagnétique et absorption radio. Pour comparaison, la propagation à plus basse fréquence (60 kHz soit une longueur d'onde de 5 kilomètres) est également tracée. Ces ondes ne sont pas absorbées car elles ne traversent pas l'ionosphère, leur réflexion se faisant sur les couches les plus basses.

Des courants induits par les variations du champ magnétique perturbent l'utilisation des câbles téléphoniques et informatiques. La figure 7-19 donne, par

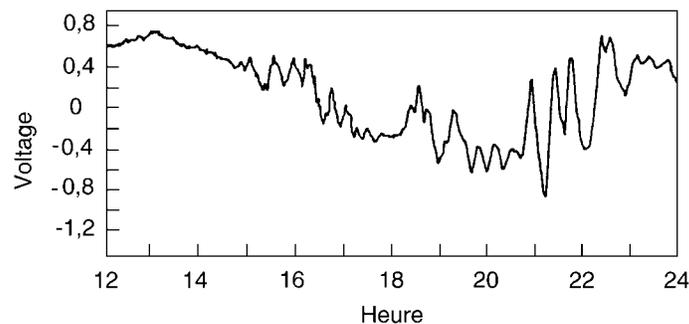


Figure 7-19 : Voltage induit dans un câble téléphonique par un orage géomagnétique.

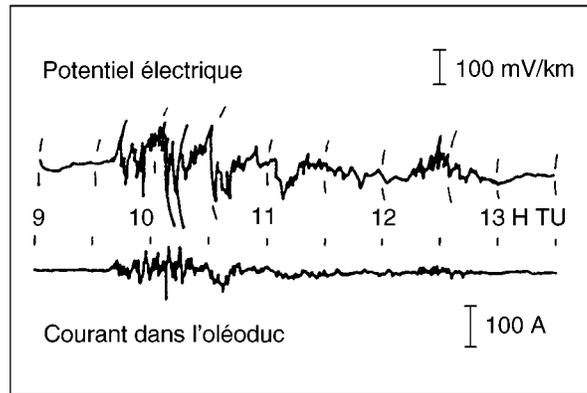


Figure 7-20 : Potentiel électrique et courants induits dans un oléoduc au cours d'un orage géomagnétique.

exemple, les variations de voltage dans un câble sous-marin reliant l'Ecosse à l'Irlande du Nord. La figure 7-20 montre le potentiel et les courants induits dans un oléoduc de l'Alaska, source de problèmes d'érosion. L'érosion peut être de plusieurs dizaines de microns par an, représentant une perte d'épaisseur du conduit de 10 % au bout de 15 ans. Les oléoducs étant prévus pour des durées de vie d'une cinquantaine d'années, l'érosion n'est donc pas négligeable. Elle oblige à réparer ou à abaisser la pression maximale utilisable. Ce problème n'est pas réservé aux systèmes localisés à haute latitude. Il est documenté aussi à plus basse latitude, en Afrique, où l'activité géomagnétique est principalement due à l'électrojet équatorial (section 5.3.2), ainsi qu'en Australie.

Néanmoins le nord du continent américain est particulièrement sensible aux effets de l'activité géomagnétique. L'axe magnétique de la Terre est incliné dans cette direction par rapport à l'axe géographique : à latitude géographique égale, la latitude géomagnétique y est donc plus grande. D'autres effets, plus spectaculaires, concernent le transport du courant électrique. Les courants de sol sont en cause : des différences de potentiel de 5 à 10 volts par kilomètre, généralement dans la direction Est-Ouest, apparaissent à la surface de la Terre. Ils créent des courants quasiment continus qui entrent dans le système électrique par la borne neutre des transformateurs. Ces derniers peuvent saturer et être endommagés par surchauffe. Outre sa latitude géomagnétique et sa forte concentration industrielle, le nord du continent américain subit les conséquences d'autres facteurs défavorables : la nature du sous-sol, l'orientation et la longueur des lignes. Durant l'orage géomagnétique de mars 1989, qui a déclenché, en chaîne, les systèmes de protection des réseaux électriques, la distribution de courant, dans la région du Québec, a été interrompue pendant plusieurs heures, affectant plus de six millions d'utilisateurs et causant une perte de consommation de plus de 20 000 mégawatts.

Un effet de l'activité géomagnétique, bien plus controversé que les précédents, doit néanmoins être mentionné en raison de son impact possible, car il concerne la santé publique. Des statistiques, encore limitées, montreraient en effet un lien entre l'activité géomagnétique et les accidents cardio-vasculaires ou les crises d'épilepsie. Il faut souhaiter que des statistiques à plus grande échelle soient faites sur un lien entre les accidents de santé et l'activité solaire, car l'enjeu, même très hypothétique, est potentiellement important.

Mieux établie est l'utilisation du champ magnétique terrestre, par les animaux, pour leur orientation. Les oiseaux migrateurs utiliseraient des récepteurs oculaires et des cristaux de magnétite pour connaître l'inclinaison (variable avec la distance à l'équateur géomagnétique) et la direction du champ. Les variations du champ lors

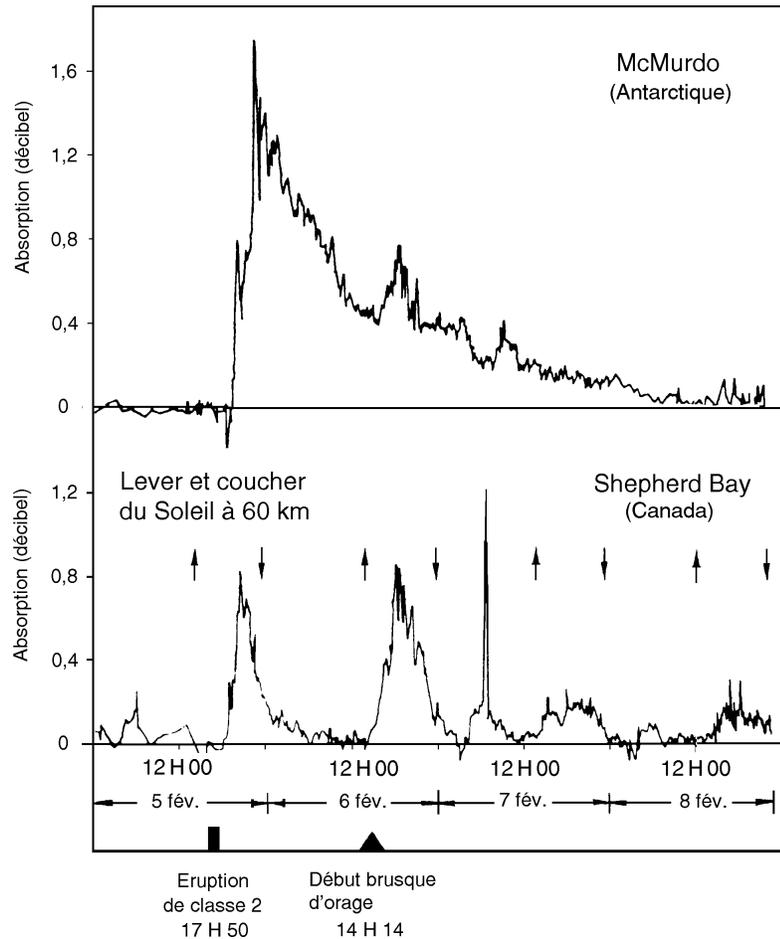


Figure 7-21 : Absorption polaire (PCA) mesurée à deux points magnétiquement conjugués, l'un dans l'Antarctique, l'autre au Canada.

des orages géomagnétiques perturbent donc ces oiseaux. Dans le milieu des colombophiles, l'impact des orages géomagnétiques sur les pertes de pigeons voyageurs est bien attesté.

7.10.3 Les événements à protons et l'irradiation

Les satellites permettent aujourd'hui l'observation des protons, électrons et d'ions lourds d'origine solaire dans une large gamme d'énergie. Les protons, principaux responsables des problèmes rencontrés, sont surveillés en permanence, sur orbite géostationnaire, pour des énergies comprises entre 1 MeV et 100 MeV. Des méthodes indirectes permettaient auparavant de détecter les arrivées de protons : dans les régions polaires, où elles peuvent pénétrer aisément, les particules solaires ionisent atomes et molécules à des altitudes de 50 à 70 kilomètres. Les ondes radio basse fréquence subissent alors une absorption, phénomène nommé PCA (*polar cap absorption*), dont l'importance permet d'estimer le flux de protons solaires. La figure 7-21 donne un exemple de PCA observé à la fréquence 30 MHz ($l = 10$ mètres), simultanément en deux points magnétiquement conjugués, l'un dans l'Antarctique (tracé du haut), l'autre dans le Grand Nord canadien (tracé du bas). Les deux courbes seraient très semblables s'il n'y avait pas de différence d'éclairement solaire entre les deux stations. Pour la

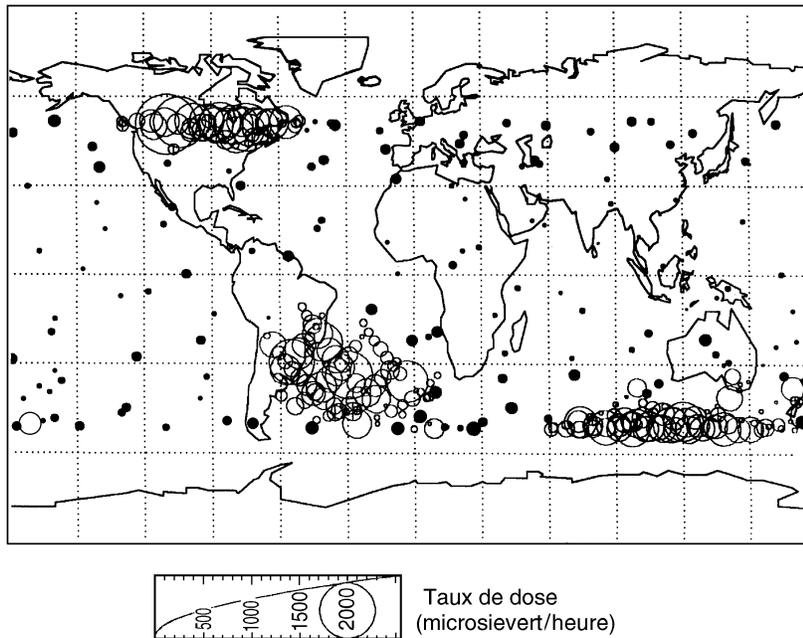


Figure 7-22 : Taux d'équivalent biologique de dose mesuré à bord de la station *Mir* lors d'une éruption. Les points noirs sont représentatifs des doses hors éruption, ainsi que les cercles de l'anomalie sud atlantique du champ magnétique terrestre (expérience *Nausicaa*, CNES).

station de l'Antarctique, McMurdo (de latitude géographique 78° Sud), le jour est permanent car l'observation a eu lieu en février, durant l'été austral ; le PCA est vu dans son intégralité. Pour la station canadienne, Sherperd Bay (de latitude 68° N) les flèches indiquent l'heure des levers et couchers de Soleil à 60 kilomètres d'altitude. L'effet du PCA est inhibé durant la nuit et ne réapparaît que lorsque le rayonnement solaire détache les électrons atmosphériques des atomes auxquels ils s'étaient fixés.

L'événement à protons du 4 août 1972, déjà mentionné, a eu lieu durant le programme *Apollo* des vols américains vers la Lune. Il s'est situé fort heureusement entre les vols *Apollo 16* et *Apollo 17*. L'équivalent biologique de dose, estimé durant le maximum de cet événement, est de 7 sieverts à l'heure, hors protection du véhicule. Cet événement, localisé près du centre du disque, aurait pu donner, s'il s'était situé à une longitude solaire de 40° ou 50° ouest, un flux au moins dix fois plus important. En tenant compte du blindage du véhicule, qui correspond aussi à un facteur dix environ, jouant évidemment en sens inverse, l'équivalent biologique correspondant aux deux jours de plus forte activité aurait été de 15 sieverts, alors qu'une dose de 5 sieverts est considérée comme impliquant un décès dans cinquante pour cent des cas. Pour comparaison, notons que dans les jours qui ont suivi l'accident de la centrale de Tchernobyl, le 25 avril 1986, l'équivalent de dose reçu à proximité du réacteur est évalué entre 1 et 20 sieverts à l'heure.

Les flux de particules solaires dont nous venons de parler sont observés à l'orbite géostationnaire ou dans l'espace interplanétaire, à une unité astronomique du Soleil. Pour des orbites basses, l'inclinaison de l'orbite est un paramètre important puisque les régions équatoriales sont mieux protégées des particules solaires que ne le sont les régions polaires. A bord de la station *Mir* et, durant l'événement à protons d'octobre 1989, à bord de la navette américaine *Atlantis*, les

astronautes ont subi des éclairs oculaires et des irritations des yeux dus aux protons. La figure 7-22 donne des résultats obtenus à bord de *Mir* (altitude 420 km, inclinaison de l'orbite de 51 degrés) par l'expérience *Nausicaa*, durant une éruption moyenne en novembre 1992. Les cercles sont d'autant plus grands que les équivalents de dose sont forts. En période calme, on mesure des doses similaires aux points indiqués en noir ainsi qu'une forte irradiation au-dessus de l'anomalie sud-atlantique du champ magnétique terrestre, où les ceintures de radiation sont à plus basse altitude que sur le reste du globe. L'effet de l'éruption est par contre notable lorsque l'orbite du satellite approche les régions des pôles, au-dessus du Canada et au sud de l'Australie, puisque des débits d'équivalent de dose de 2,5 millisieverts à l'heure peuvent être mesurés. Ces doses sont à comparer à celles, dues principalement aux rayons cosmiques, observées sur une orbite typique de la navette américaine (300 km, inclinaison de 28,5°), qui ne sont que de 150 microsievverts par jour environ.

Si l'événement à protons a lieu pendant un orage géomagnétique important, ce qui n'est pas rare puisque les grandes éruptions sont rarement isolées, un effet défavorable supplémentaire peut intervenir. L'étendue des cornets polaires, qui laissent pénétrer relativement facilement les particules solaires, est en effet sensible à l'activité géomagnétique. Pour chaque énergie de proton, on peut définir une latitude de coupure, au-dessus de laquelle la pénétration des protons est aisée. Cette latitude est mesurable par des satellites en orbite polaire. Durant un orage la latitude de coupure peut descendre sporadiquement, pour certaines longitudes, jusqu'à des latitudes géographiques de 45° (par exemple en novembre 1988 ou en mars 1989), ou même jusqu'à 30° (en février 1986). Pour les séjours à bord de la Station Internationale, sur la même orbite que la station *Mir*, les événements à protons solaires devront donc être surveillés et si possible prévus, afin de ne pas dépasser la limite d'équivalent de dose acceptable pour les activités professionnelles, qui est de 50 millisieverts par an.

Lors d'un événement à protons comme celui du 4 août 1972, on a constaté une perte de puissance de panneaux solaires de satellite sous l'effet des protons. Cette dégradation, de 5 % en quelques heures, équivaut à celle d'une année en conditions normales. Un autre effet des particules, nommé SEU (*single event upset*), peut être plus critique encore. Les ions lourds accompagnant les protons peuvent en effet perturber le fonctionnement des ordinateurs de bord, déclenchant de fausses commandes en faisant changer l'état de bascules ou celui de *bits* de mémoire. Dans la plupart des cas, il suffit de recharger, grâce à la télémétrie, les programmes de bord, mais dans d'autres cas il peut être difficile de récupérer le satellite.

Ces effets ne sont pas uniquement dus aux éruptions solaires car les rayons cosmiques sont une source permanente de SEU. Une étude systématique de ceux ayant affecté le satellite américain TDRS-1 entre 1986 et 1991, a montré que leur fréquence, en raison de la modulation des rayons cosmiques inversée par rapport au cycle solaire (section 6.8), avait varié de 15 par semaine durant le minimum du cycle à 5 par semaine durant le maximum. Durant les mois de septembre et octobre 1989, où de grandes éruptions ont eu lieu, leur nombre a atteint respectivement 88 et 157.

Notons finalement qu'une période qui peut être très critique, est celle du lancement de satellite ou de vols habités, particulièrement sur orbite polaire ou sur orbite de forte inclinaison. Durant cette phase, il est crucial que les ordinateurs de bord spécifiques à la fusée et à sa centrale inertielle (qui permet de connaître les paramètres de vol) fonctionnent normalement. Or les SEU peuvent perturber leur fonctionnement durant un événement à protons intense.

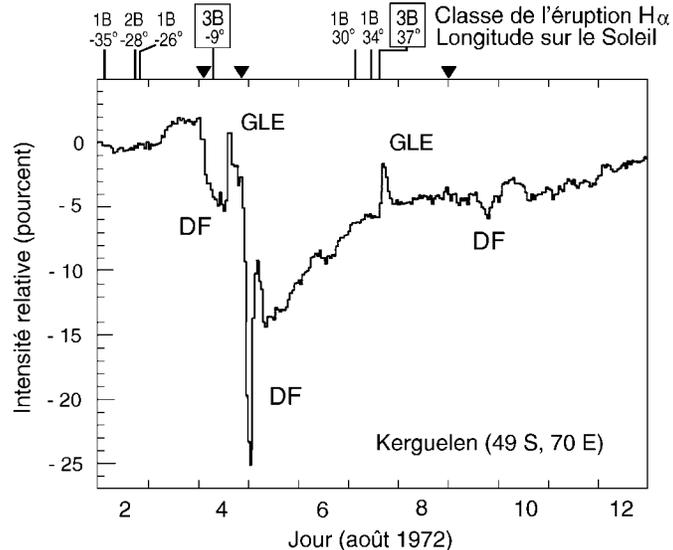


Figure 7-23 : Variations du flux des rayons cosmiques mesurées à Port-aux-Français durant les éruptions d'août 1972 (Institut Polaire Français).

Lorsque les protons provenant d'une éruption ont un spectre suffisamment intense à haute énergie (énergies supérieures à 450 MeV), les particules secondaires qu'ils créent dans l'atmosphère peuvent être détectées au sol par les moniteurs à neutrons. Ce type d'événement est appelé GLE (*ground level event*). La figure 7-23 illustre deux de ces événements, observés en août 1972 par le moniteur à neutrons des îles Kerguelen. Ces GLE, de l'ordre de quelques pour cent du niveau normal des rayons cosmiques, sont relativement faibles. L'amplitude dépend de la position géographique de la station d'observation, puisque l'accès des protons solaires jusqu'au sol en dépend, même pour les plus énergétiques d'entre eux. Pour les deux GLE représentés ici, le moniteur à neutrons du pôle Sud a enregistré des amplitudes de 25 % pour le premier et de 10 % pour le second. Malgré l'importance exceptionnelle de l'éruption du 4 août pour les protons de plus basse énergie, les particules de haute énergie n'ont pas été très nombreuses, comparées à celles du GLE du 29 septembre 1989 (375 % aux Kerguelen) ou, *a fortiori*, celles du 23 février 1956 (4554 % à Leeds en Angleterre). Cela révèle de grandes variations du spectre d'énergie des protons d'un événement à l'autre.

Sur la route transatlantique, des vols supersoniques de Concorde se sont trouvés à haute altitude (de 15 000 à 18 000 mètres) et à haute latitude durant une partie du GLE de septembre 1989. L'avion, muni de détecteurs, doit changer d'altitude, pour mieux se protéger, si l'équivalent de dose dépasse 0,5 millisievert à l'heure. Grâce à cette surveillance, on peut penser que dans le cas le pire, celui de 1956, l'équivalent de dose n'atteindrait pas la limite (de 20 millisieverts par an recommandée pour les navigants) qui aurait, sinon, été dépassé durant ce seul événement. Il faut noter ici que les rayons cosmiques, qui, eux, sont permanents, peuvent représenter, par leur accumulation, un risque pour les navigants, même pour les vols à 12 000 mètres.

Les vols peuvent aussi être affectés au niveau des mémoires d'ordinateurs par les neutrons secondaires résultant des rayons cosmiques ou des particules solaires. S'il ne semble pas inquiéter actuellement, cet effet risque d'empirer au fur et à mesure de la multiplication et de l'intégration croissante des composants.

7.10.4 L'effet Forbush des rayons cosmiques

A côté des GLE, la figure 7-23 montre, sur l'enregistrement de moniteur à neutrons d'août 1972, trois décroissances du rayonnement cosmique, appelées *décroissances Forbush* (DF) du nom de celui qui les a identifiées. Elles sont déclenchées par les ondes de choc interplanétaires qui balayent, en quelque sorte, les rayons cosmiques devant elles. La décroissance, coïncidant avec le passage du choc à la Terre, est relativement brusque. Elle est suivie classiquement par une remontée plus lente, la raréfaction des rayons cosmiques derrière l'onde de choc s'atténuant progressivement. Cette remontée lente est bien visible pour la seconde décroissance Forbush. Les débuts brusques d'orages géomagnétiques observés durant cette période sont indiqués par des triangles noirs en haut de la figure. Nous avons vu précédemment que les débuts brusques d'orages sont aussi liés au passage d'une onde de choc. On voit très nettement, pour les deux premières décroissances tout au moins, la simultanéité du début brusque de l'orage et de la décroissance Forbush.

Encadré 7.I

Les sursauts radioélectriques solaires

D'une manière générale, les sursauts métriques se différencient entre eux par leur mécanisme d'émission et par les structures coronales où ils sont émis. On a défini différents types, nommés Type I, Type II, etc., suivant l'ordre de leur découverte dans les années 50. Les différents types de sursauts métriques et décimétriques sont reconnaissables à leur *spectre dynamique* donnant la longueur d'onde en fonction du temps (voir figure).

Les sursauts radioélectriques sont émis par des électrons accélérés. La fréquence d'émission dépend de la densité locale. Dans la couronne solaire, dont la densité décroît avec l'altitude, les fréquences les plus hautes (sursauts millimétriques ou centimétriques) sont émises dans la basse couronne (altitudes inférieures au dixième de rayon solaire), tandis que les sursauts décimétriques proviennent de la haute couronne (altitudes supérieures à un rayon solaire).

Les sursauts centimétriques proviennent du freinage des électrons par le champ magnétique ambiant. Ce processus est appelé

émission synchrotron quand les électrons sont très rapides. Les sursauts métriques et décimétriques sont émis par des processus impliquant des ondes de plasma comme des ondes de Langmuir (voir encadré 4.I), excités par le passage des faisceaux d'électrons. Dans le milieu interplanétaire, ces ondes ainsi que les électrons qui en sont responsables, peuvent être directement mesurés par des sondes, de même que les émissions radioélectriques, des sursauts de Type III.

Les sursauts métriques et décimétriques sont souvent émis près de la fréquence critique locale (voir encadré 4.III), ou à la fréquence double, et on peut donc suivre, si l'on dispose d'un spectre, l'émission radio au fur et à mesure de la propagation des faisceaux d'électrons dans des couches de moins en moins denses, car la longueur d'onde émise croît. La figure 7.I-1 le montre pour ceux des sursauts qui sont émis dans des structures ouvertes, comme les sursauts de Type III.

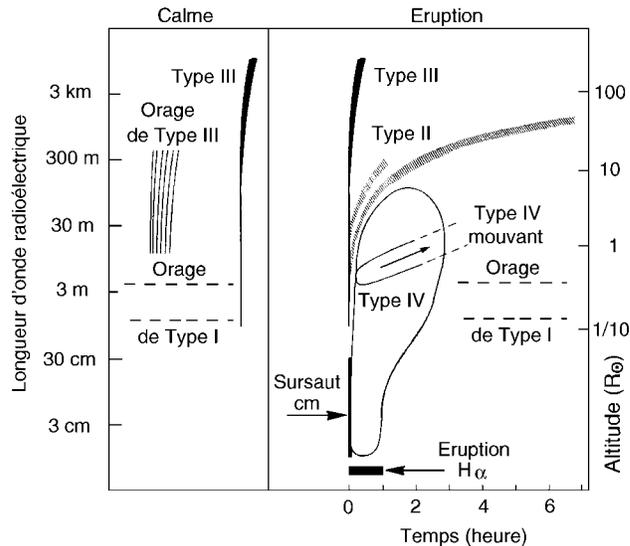


Figure 7.I-1 : Sursauts radioélectriques représentés sur un spectre dynamique. A gauche, les sursauts observés hors éruption ; à droite, la séquence des émissions lors d'une éruption importante.

Encadré 7.I (fin)

Nous n'entrerons pas dans une discussion détaillée, par trop technique, des différents types de sursauts, nous contentant d'illustrer, par la figure 7.I-2, la complexité, souvent rencontrée dans l'étude des émissions métriques des éruptions. Il s'agit ici d'une éjection de matière coronale sans éruption $H\alpha$. La position d'une protubérance $H\alpha$ impliquée dans cet événement est indiquée au bord du disque solaire (demi-cercle en trait plein).

Les orages de bruit produisant les *sursauts de Type I*, sont attribués à des systèmes de boucles fermées. Les orages sont les seules émissions non-thermiques aux longueurs d'onde métriques qui soient relativement permanentes à proximité des régions actives, et l'émission A de la figure existait avant l'éruption. Les centres d'orages C et D sont, quant à eux, situés aux pieds des arcades de l'éjection coronale, dont la partie la plus haute est indiquée par un nuage de points à droite de la figure et les autres structures denses sont tracées en trait fort. Comme la fréquence d'émission dépend de la densité locale, la position des sursauts peut différer considérablement d'une fréquence d'observation à l'autre, comme le montre la figure pour les orages (A, B, C et D) et les *sursauts de Type III* (G). Des *sursauts de Type IV*, stationnaires ou mouvants, se rencontrent fréquemment lors des grandes éruptions. Ici la source de Type IV, dénommée E, se déplace radialement à la même vitesse que l'éjection de matière, tandis que la source F (de type spectral non identifié), possède un mouvement vers le sud suggérant aussi une expansion de l'ensemble. Absents dans cet exemple, d'autres sursauts, les *sursauts de Type II*, sont fréquemment attribués à des électrons accélérés par l'onde de choc, sans que cela soit définitivement démontré.

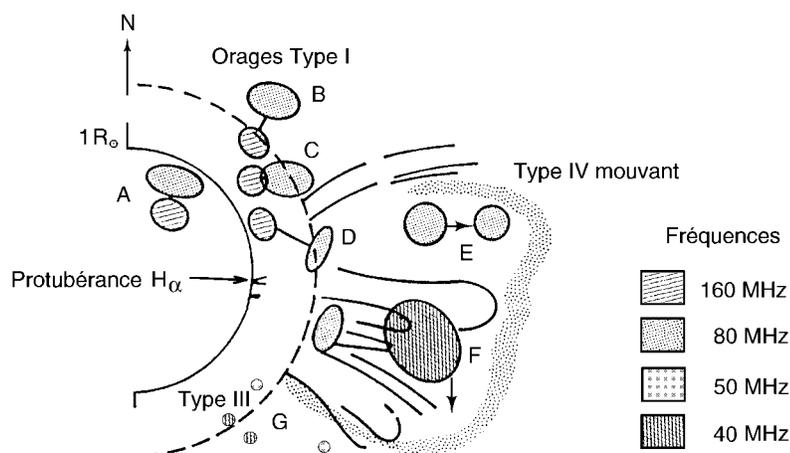


Figure 7.I-2 : Exemple de sursauts radioélectriques aux longueurs d'onde métriques, accompagnant une éjection de matière coronale (Radiohéliographes de Culgoora et Clark Lake).

Crédit et origine des figures

CHAPITRE 7 L'ACTIVITE ERUPTIVE

- Figure 7- 1 *Space Environment Laboratory Prompt Reports*, 1987, n°607, NOAA, Boulder, USA
- Figure 7- 2 *Pierre Lantos* (données Quaterly Bulletin on Solar Activity)
- Figure 7- 3 *Space Environment Laboratory Prompt Reports*, 1987, n°607, NOAA, Boulder, USA
- Figure 7- 4 *Pierre Lantos*
- Figure 7- 5 K.J. Frost et B.R. Dennis, 1971, *Astrophys. J.*, 165, 655
- Figure 7- 6 H. Nakajima et al., 1983, *Nature*, 305, 292
- Figure 7- 7 L. Vlahos et al., 1986, in *Energetic Phenomena on the Sun*, Kundu et Woodgate (eds), NASA Publication
- Figure 7- 8 P. Martens et N. Kuin, 1989, *Solar Physics*, 122, 263
- Figure 7- 9 W.J. Wagner, 1984, *Annual Review Astron. Astrophys.*, 22
- Figure 7-10 R.T. Hansen in Z. Svestka, 1976, *Solar Flares*, Reidel Publishing Company, Dordrecht
- Figure 7-11 *Pierre Lantos* voir P. Lantos et al., 1981, *Astron. Astrophys.*, 101, 33
- Figure 7-12 T. Suda et M. Wada, 1979, *Proc. Int. Conf. Cosmic Rays 16 th*, MG4, 433.
- Figure 7-13 L. Burlaga, 1991, in *Physics of the Inner Heliosphere II*, R. Schwenn et E. Marsh (eds), Springer-Verlag
- Figure 7-14 *Pierre Lantos* d'après P. Lantos et D. Bourras, en préparation
- Figure 7-15 *Pierre Lantos* (données de M.A. Shea et D.F Smart, 1993, *Proceedings Sol.Terr. Pred Workshop.*, p.48)
- Figure 7-16 d'après Solar Geophysical Data, NOAA, Boulder
- Figure 7-17 A.P. Mitra, 1974, *Ionospheric Effects of Solar Flares*, Reidel Publishing Company, Dordrecht
- Figure 7-18 R. Brown, 1930, *Bell System Techn. J.*, 9, 258
- Figure 7-19 D. Prandle et A.J. Harrison, 1975, *Inst. Oceanog. Sciences, Bidston Obs., UK, Report*, 21
- Figure 7-20 W.H. Cambell et J.E. Zimmerman, 1980, *IEEE Trans. Geosci. Remote Sens.*, GE 18, 244
- Figure 7-21 A.D. Goedeke, A.J. Masley et G.W. Adam, 1967, *Solar Physics*, 1, 285
- Figure 7-22 J.F. Bottelier-Depois et al., 1994, *Life Space Research in Space*, ESA SP-336.
- Figure 7-23 *Pierre Lantos* (données expérience Rayco, IFRTP, Brest)
- Figure 7.I-1 H. Rosenberg, 1976, *Phil. Trans. Roy. Soc. Lond.*, A 281, 461
- Figure 7.I-2 T. E. Gergely et al., 1984, *Solar Physics*, 190, 161