
L'atmosphère solaire

SOMMAIRE

1.1	L'ATMOSPHÈRE SOLAIRE	7
1.1.1	La couronne solaire	7
1.1.2	Le vent solaire	10
1.2	L'ACTIVITÉ SOLAIRE	11
1.2.1	Les régions actives	11
1.2.2	Les sursauts solaires	12

LES sursauts solaires se produisent dans l'atmosphère du Soleil, milieu singulier qui mérite que l'on s'y intéresse un instant avant d'aborder pleinement la question des sursauts radio de type III. Ce premier chapitre, qui n'a pas la prétention d'être exhaustif, va nous permettre d'introduire la complexité de la dynamique solaire en surface, afin de replacer l'étude des sursauts solaires dans leur contexte. Après une première partie consacrée à la couronne et au vent solaires, nous présenterons brièvement les régions actives, zones où se concentrent préférentiellement l'activité solaire, et principaux sièges d'émission des sursauts. Enfin nous donnerons plus de détails sur certaines catégories de sursauts solaires dont les caractéristiques sont fortement corrélées.

Du fait de sa nature fluide, le soleil ne possède pas de surface "solide" au sens commun du terme. Par convention, on situe toutefois la frontière entre régions internes et externes au niveau de la *photosphère* située à $R_{\odot} \sim 697000 \text{ km}$ du centre de l'astre. Cette fine couche de quelques 500 km pour une température de $\sim 5800 \text{ K}$, correspond en fait à la région du soleil observable à l'oeil nu¹. L'opacité y devient en effet suffisamment faible pour permettre aux photons visibles de s'échapper. Au dessus de la photosphère vient ensuite la *chromosphère*. Cette dernière s'observe généralement aux longueurs d'onde d'émission des raies H_{α} (656.3 nm), K (396.8 nm), ou bien indirectement lors d'une éclipse totale de soleil². Elle est le berceau de nombreuses manifestations de l'activité solaire qui s'étendent le plus souvent jusque dans la *couronne*.

1.1.1 La couronne solaire

La couronne solaire constitue la couche externe de l'atmosphère solaire. Elle débute vers 10000 km d'altitude au dessus de la photosphère, et s'étend dans le *milieu interplanétaire* pour former le *vent solaire*. Le milieu coronal constitue un *plasma* (c.-à-d. un gaz ionisé) très ténu comparé aux couches sous-jacentes (la densité est de l'ordre de 10^{15} électrons par mètre cube à la base de la couronne, et décroît rapidement avec la distance r au soleil). Fait surprenant, la température est y anormalement élevée. Celle-ci passe en effet brutalement de $\sim 10000 \text{ K}$ à plus de 10^6 K dans une région de transition d'une centaine de kilomètres seulement, située entre la chromosphère et la base de la couronne. Il est généralement admis que le champ magnétique solaire joue un rôle essentiel dans le chauffage de la couronne. Plusieurs processus physiques sont susceptibles de convertir l'énergie magnétique en énergie thermique ; en faisant intervenir des couplages ondes (Alfvéniques)-plasma, ou bien encore les nombreuses reconnections magnétiques prenant place dans la couronne. La question reste encore discutée aujourd'hui.

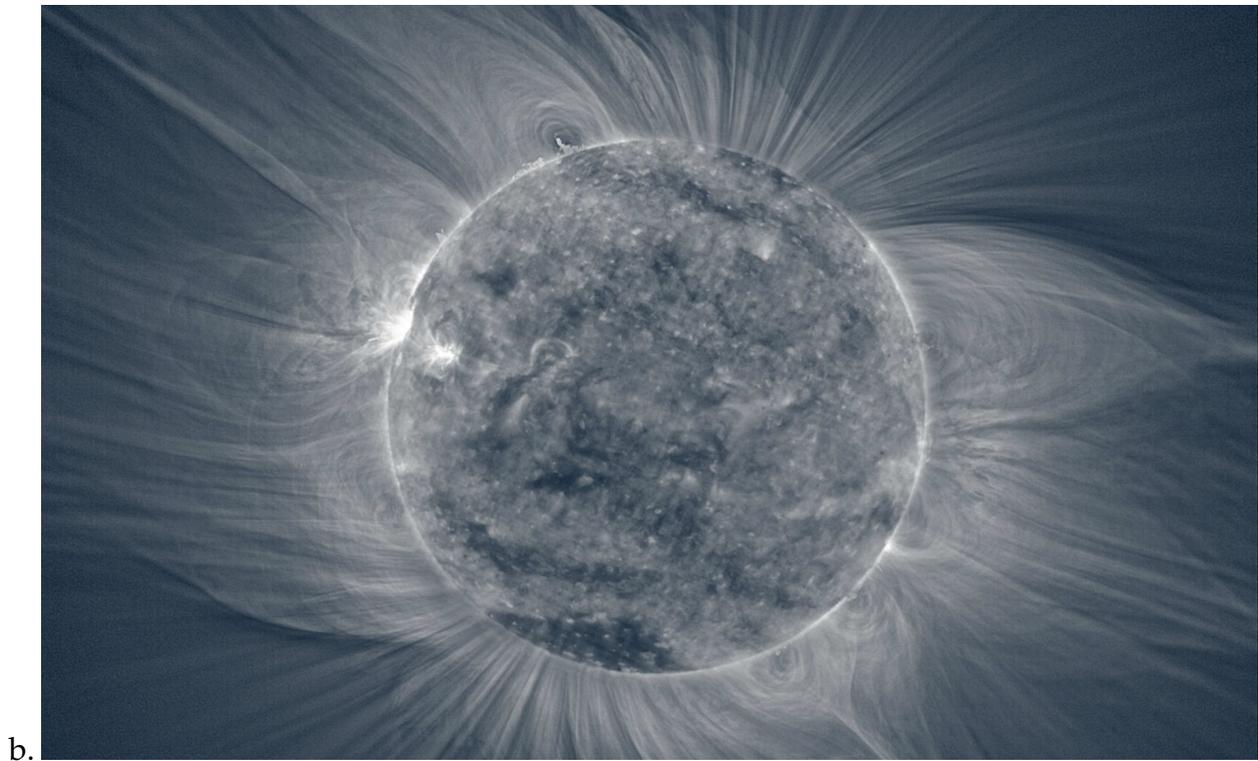
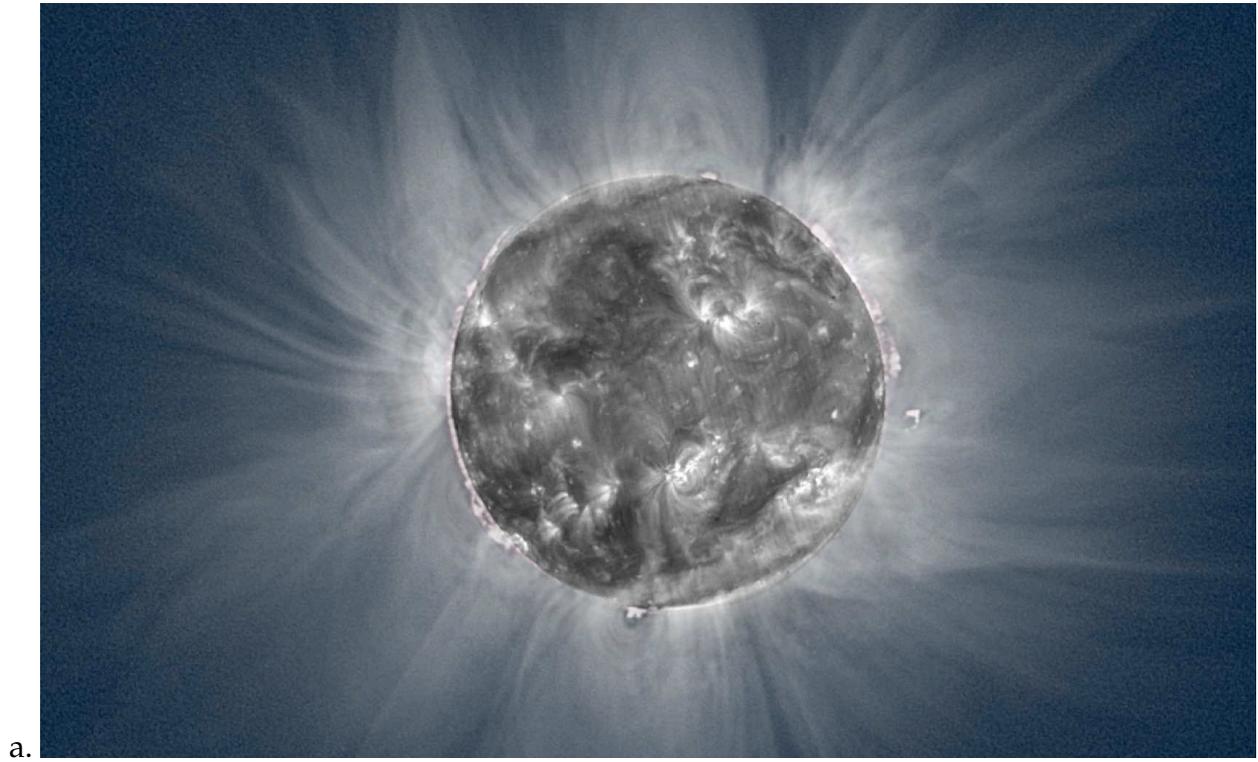
Dans le domaine visible, les conditions physiques régnant dans la couronne rendent celle-ci un million de fois moins intense que la photosphère. L'observation de la couronne en lumière blanche nécessite donc une occultation naturelle (éclipse totale de soleil) ou artificielle (coronographe) de la photosphère. Et c'est la diffusion des photons visibles par le plasma coronal, et la poussière, qui permet alors de faire apparaître la structure de la couronne aux limbes. C'est principalement dans les domaines X, ultra-violet (UV) et radio, où elle est bien plus brillante, que l'observation directe de la couronne est permise. Ces rayonnements continus sont principalement produits par des raies en émission, ou bien par le freinage des électrons dans le plasma (Bremsstrahlung). Ils témoignent des propriétés du plasma et du champ magnétique, ainsi que des effets de l'activité solaire observables à ces longueurs d'onde.

Comme l'illustrent les figures (1.1a) et (1.1b), le recoupement des observations de la

1. Bien que cela ne soit pas recommandé!

2. La chromosphère forme alors une frange rosée très irrégulière autour de la lune, ce qui lui doit son nom.

FIGURE 1.1 – Images composites de la couronne solaire observée le 11 août 1999 proche du maximum d'activité (figure du haut **a**) puis le 29 mars 2006 en période de minimum (figure du bas **b**) à 19.5 nm par l'instrument EIT à bord de la sonde la sonde SOHO (crédits :ESA/NASA) et dans le visible aux limbes lors d'une éclipse totale (crédits :M.Druckmüller).



couronne à différentes longueurs révèle une architecture très inhomogène et variable dans le temps. Les nombreuses structures visibles à toutes les échelles témoignent du couplage important entre plasma et champ magnétique, et ce principalement dans la basse couronne et dans les régions de forte densité magnétique (c.-à-d. les régions actives) où la pression magnétique devient supérieure à la pression cinétique du plasma. La dynamique coronale subit ainsi l'influence du champ magnétique qui connaît des variations cycliques d'activité sur une période de l'ordre de onze ans : on parle de *cycle solaire*. Ces variations se traduisent à l'échelle de l'astre par une inversion de polarité de la composante dipolaire probablement initiée sous l'effet de la rotation différentielle de l'étoile. La configuration magnétique, et par extension la structure coronale, vont ainsi connaître de profondes modifications. Et ces modifications à grandes échelles entraînent une intensification des phénomènes de reconnections magnétiques aux plus petites échelles, coïncidant avec une augmentation de l'activité solaire en surface, qui culmine au *maximum solaire*.

Les figures (1.1a) et (1.1b) présentent la couronne solaire observée dans le visible et l'extrême UV à deux instants différents du dernier cycle solaire complet (numéro 23). Le cycle solaire 23 couvre l'ensemble de la période 1996 – 2008 : en 1999 l'activité du soleil approche d'un maximum qui est atteint en 2001 avant de décroître à nouveau vers un minimum en 2008. Durant ces deux phases, la couronne présente deux aspects très différents qui témoignent de l'influence du champ magnétique. Proche du minimum solaire (figure (1.1 b)) le champ magnétique possède une structure poloïdale ordonnée avec des pôles magnétiques alignés selon l'axe de rotation de l'astre, incliné de $\sim 7^\circ$ par rapport à l'axe nord-sud du plan de l'écliptique. Les lignes de force ouvertes au niveau des pôles permettent au plasma de s'écouler plus facilement (et donc *a priori* plus rapidement) que dans les régions de plus basses latitudes, où le champ est principalement constitué de boucles fermées. Les régions de champ ouvert, moins denses, et donc moins brillantes, sont appelées *trous coronaux*. A plus basse latitude, le champ magnétique présente des boucles fermées qui peuvent toutefois s'ouvrir à haute altitude, emportées par le plasma. Elles forment alors des *jets coronaux* aux allures de casque prussien qui s'étendent sur plusieurs rayons solaires. A l'équateur solaire, les lignes de champ magnétique de polarités opposées se rejoignent ainsi pour former une nappe de courant neutre, dite *lame neutre*. Cette dernière ondule telle une jupe de ballerine de plus ou moins 20° de latitude autour du plan équatorial. En surface, l'activité magnétique est peu visible et le nombre de régions actives est faible. En période de maximum solaire (figure (1.1 a)), le champ magnétique arbore une architecture beaucoup plus complexe. Champs ouverts et fermés s'entremêlent à toutes les latitudes, et l'apparence de la couronne devient désordonnée. La lame de courant devient fortement perturbée et se répartit sur une échelle de latitude plus étendue. Le nombre de régions actives visibles augmente fortement, et avec lui, le nombre des manifestations éruptives.

1.1.2 Le vent solaire

La température élevée de la couronne a pour conséquence l'évaporation du plasma coronal dans le milieu interplanétaire. Et c'est près d'un milliard de tonnes de matière que le soleil perd ainsi chaque seconde³. Cette température confère aux électrons ambiants une vitesse thermique suffisante pour s'extraire des importantes forces de gravité de l'astre (vitesse d'agitation thermique supérieure à la vitesse de libération). La libération des électrons va avoir pour conséquence de modifier la neutralité du plasma coronal qui va se charger positivement. Un champ électrique induit dirigé vers le milieu interplanétaire va alors être généré, permettant aux particules chargées positivement, plus massives, de s'échapper. Le flot de particules ionisées qui en résulte forme le *vent solaire*, principalement constitué de protons, électrons ($\sim 95\%$), et de particules α ($\sim 5\%$) qui se déplacent à des vitesses supersoniques dans le milieu interplanétaire. Le vent solaire remplit ainsi tout l'espace pour former l'*héliosphère* qui s'étend depuis la couronne jusqu'à l'*héliopause*, située entre ~ 100 et 200 unités astronomiques (UA) (une unité astronomique équivaut à une fois la distance Soleil-Terre, soit $\sim 150 \times 10^6 km$) et qui marque la frontière entre milieu interplanétaire et milieu interstellaire.

Les propriétés physiques du plasma héliosphérique varient de manière importante en fonction de la distance au soleil ; le vent solaire constitue de ce fait un excellent laboratoire naturel pour la physique des plasmas. En particulier le libre parcours moyen des particules λ_p augmente plus rapidement que l'échelle de hauteur caractéristique du milieu H_r . Ainsi, si le plasma peut être à peu près considéré comme un fluide proche du Soleil ($\lambda_p \ll H_r$), il n'en est plus de même lorsque l'on s'en éloigne⁴ ; λ_p devient alors du même ordre de grandeur que H_r . L'approche fluide introduite par E. Parker à la fin des années 50 a malgré tout été la première à rendre compte des vitesses de l'ordre de $\sim 400 km.s^{-1}$ mesurées dans le vent solaire, ainsi que de la décroissance en $\propto r^{-2}$ (avec r distance au Soleil) de la densité. Toutefois des mesures réalisées par la suite ont mis en évidence l'existence de deux composantes du vent solaire : un vent dit *lent*, plus dense et chaud, se déplaçant à une vitesse moyenne de l'ordre de $\sim 400 km.s^{-1}$, et provenant des régions équatoriales. Et un vent dit *rapide*, moins dense et plus froid, transporté à une vitesse moyenne de l'ordre de $\sim 800 km.s^{-1}$, et issu principalement des trous coronaux⁵. La découverte d'un régime de vent rapide ajoute de nombreux problèmes à l'interprétation purement fluide du vent solaire, et a encouragé depuis plusieurs années le développement de modèles cinétiques ou hybrides. La question de l'accélération du vent solaire reste encore aujourd'hui ouvertement débattue (voir Marsch 2006 pour de plus amples informations sur le sujet). De plus, contrairement à l'atmosphère solaire, le vent solaire n'émet pas de rayonnement continu suffisamment intense pour être observé. Son étude nécessite donc de faire appel à d'autres méthodes : mesures *in situ* par des sondes spatiales, étude de la scintillation du rayonnement radio de source connues à travers le milieu

3. Une portion toutefois infime comparée à la masse totale de $M_{\odot} \sim 10^{30} kg$ du Soleil.

4. La région de transition où $\lambda_p \approx H_r$ s'appelle l'*exobase*. Dans le cas du Soleil elle est située entre 5 et 7 rayons solaires aux niveaux des jets coronaux, et entre 1 et 3 rayons solaires dans les trous coronaux.

5. Cette vision "classique" des régions d'accélération des vents lent et rapide connaît toutefois dans les détails de nombreuses controverses (voir (Woo et Habbal 2002)).

interplanétaire, étude de l'interaction avec des faisceaux de particules ou des chocs (sursauts radio de type III, de type II, particules cosmiques, etc.), interactions avec des corps célestes (planètes, comètes, etc.).

Les mesures du champ magnétique interplanétaire ont par ailleurs permis de confirmer les prédictions d'E. Parker concernant la structure particulière des lignes de force magnétique engendrée par le vent solaire. En effet, dans le milieu interplanétaire la pression magnétique devient inférieure à la pression cinétique du plasma. Les lignes de champ magnétique, dites gelées, vont donc être contraintes de suivre les éléments de plasma s'éloignant du Soleil de manière radiale. Du fait de la rotation de l'étoile, il en résulte une structure caractéristique des lignes de champ interplanétaires en forme de spirale d'Archimède (également appelée spirale de Parker en hommage au scientifique). Ce modèle géométrique du champ magnétique interplanétaire est globalement bien vérifié par les observations, en particulier pour les régions proches de l'équateur solaire. Ces lignes en spirale vont constituer des trajectoires pré-définies pour les particules chargées éjectées du Soleil.

1.2 L'ACTIVITÉ SOLAIRE

1.2.1 Les régions actives

Les régions actives constituent la manifestation la plus visible de l'activité solaire. Elles sont le résultat de l'émergence de tubes de flux magnétiques, amenés en surface sous l'effet de la poussée d'Archimède. Elles forment ainsi un réseau complexe de champs magnétiques ouvert et fermé s'étalant sur plusieurs dizaines de milliers de kilomètres de diamètre. Leur durée de vie excède rarement une période de rotation solaire (c.-à-d. ~ 25 jours à l'équateur solaire) et elles apparaissent généralement par groupe de deux. De plus, elles se répartissent principalement sur plus ou moins 45° de latitude autour de l'équateur solaire. Cette répartition ainsi que leur fréquence d'observation, sont fortement corrélées aux différentes phases du cycle solaire : nombreuses et réparties sur de plus hautes latitudes en s'approchant du maximum solaire, elles deviennent de plus en plus rares et migrent vers les basses latitudes lorsque le soleil tend à redevenir calme.

Le champ magnétique y est particulièrement intense (par rapport au Soleil calme) et agit à plusieurs niveaux sur le plasma ambiant. Il bloque les mouvements de convection qui ont lieu sous la surface, refroidissant ainsi localement la matière, et donnant lieu à l'apparition de *taches solaires* visibles sur la photosphère. A plus haute altitude, dans la couronne, les mouvements des lignes de champ magnétiques induisent des courants importants du fait de la conductivité élevée du milieu. Dans les couches "neutres", où le sens du champ magnétique s'inverse, la densité de courant est particulièrement élevée et provoque des phénomènes de turbulence qui font diminuer la conductivité. Cette situation peut évoluer de manière instable en provoquant des reconnections magnétiques brutales qui sont à l'origine des phénomènes éruptifs. Dans le vent solaire, le champ magnétique principalement fermé au dessus des régions actives coïncide en moyenne avec des mesures de vent lent (Woo et Habbal 1999). Cependant, le caractère hautement variable de la dynamique magnétique au

voisinage des régions actives peut avoir une répercussion directe sur ces mesures ; en produisant des chocs se propageant dans le milieu interplanétaire, ou bien encore en générant des zones de surdensité par l'interaction entre deux régions de vent de vitesses différentes⁶ comme nous le verrons au chapitre 3.

1.2.2 Les sursauts solaires

Les éruptions solaires se caractérisent par un dégagement brutal et localisé d'énergie magnétique survenant dans la basse couronne au voisinage des régions actives. Elles entraînent une cascade de processus physiques sous forme de chauffage, mouvements de matière, ondes magnéto-hydrodynamiques (MHD), accélération de particules, affectant progressivement tout ou partie des régions environnantes. Ces processus s'accompagnent le plus souvent d'émissions électromagnétiques, thermiques ou non-thermiques, à différentes longueurs d'onde depuis le domaine radio jusqu'au rayonnement γ . Ces sursauts sont très intéressants car ils offrent de précieux renseignements sur la nature des processus physiques mis en jeu, ainsi que sur les propriétés du milieu ambiant. Cependant l'énergie rayonnée par la photosphère dans le visible surpasse d'au moins 2 ordres de grandeur l'énergie totale émise lors de n'importe quelle éruption. L'observation de ces phénomènes reste donc exceptionnelle dans le visible, et il faut se tourner vers les autres domaines de longueur d'onde pour pouvoir les étudier en détail.

Sans présenter de manière exhaustive l'ensemble de ces sursauts, on peut toutefois citer trois catégories de sursauts regroupées par domaine de longueur d'onde. Outre les sursauts radio qui nous concernent plus particulièrement, les sursauts H_α et X présentent pour nous l'intérêt certain d'être observés en bonne corrélation avec les sursauts radio solaires de type III.

Sursauts H_α

L'émission H_α de l'hydrogène est la première à avoir permis d'étudier les éruptions solaires chromosphériques, et mettre en place une surveillance continue de l'activité solaire. Le rayonnement H_α a également permis de juger des quantités d'énergies colossales mises en jeu au cours des éruptions (énergie thermique de l'ordre de 10^{25} J). Les sursauts H_α se caractérisent par une brusque augmentation de la brillance à cette longueur d'onde au niveau de la région active où se produit l'éruption. Les sursauts peuvent ensuite durer de quelques minutes à plusieurs heures.

Sursauts X

On distingue généralement les sursauts X, dits "durs" (hard), et les sursauts X, dits "mous" (soft), moins énergétiques. Les sursauts X durs s'observent généralement au niveau des pieds des boucles magnétiques. Ils sont provoqués par des électrons

6. De telles régions dites d'interaction en corotation (CIR, pour *Corotating Interaction Regions* en anglais) s'observent déjà à plus grande échelle dans le milieu interplanétaire. Elles sont formées par l'interaction entre deux régions de vent lent et de vent rapide évoluant à la même latitude.

suprathermiques, probablement accélérés par des instabilités violentes de type reconnection magnétique se produisant dans la basse couronne au dessus des boucles magnétiques. Ces électrons vont ensuite descendre le long de ces boucles en direction de la chromosphère, plus dense, où ils vont rapidement dissiper leur énergie sous forme de chaleur, tout en produisant un rayonnement de freinage qui correspond à l'émission observée.

Les sursauts X mous correspondent également à un rayonnement de freinage, cette fois-ci provoqués par des électrons thermiques au sommet des boucles magnétiques. Les mesures spectrales des sursauts X mous réalisées au cours d'éruptions, révèlent un décalage Doppler du rayonnement vers les courtes longueurs d'onde, suggérant une élévation de matière chaude à des vitesses de l'ordre de $4 \times 10^5 \text{ m.s}^{-1}$. L'élévation de ce plasma chaud est décrite par la théorie dite *d'évaporation chromosphérique*. Selon cette théorie, la matière initialement "froide" dans la chromosphère, est d'abord chauffée par les faisceaux descendants d'électrons énergétiques produisant les sursauts X durs. La matière ainsi chauffée va alors monter dans la basse couronne le long des boucles magnétiques en émettant le rayonnement X mous observé. Au cours de tels phénomènes, la température du plasma dans la basse couronne peut dépasser les $4 \times 10^7 \text{ K}$.

Sursauts radio solaires

Avec des intensités pouvant dépasser de 3 ordres de grandeur le niveau d'émission radio du Soleil calme en quelques secondes, les sursauts radio solaires sont probablement une des manifestations les plus spectaculaires de l'activité solaire. Généralement produits par des mécanismes de type plasma ou gyromagnétique, leur diversité témoigne des nombreux phénomènes ; accélérations de particules, ondes de choc, etc., que peut engendrer la dynamique solaire. Ils constituent un outil indispensable pour décrire les processus physiques mis en jeu dans ces manifestations, ainsi que pour étudier la dynamique du champ magnétique, et sonder les propriétés de la couronne et du vent solaire. (Pour de plus amples détails et références concernant les sursauts radio, voir McLean et Labrum 1987)

Il existe 5 types principaux de sursauts radio solaires, classés selon leur morphologie observée sur le spectre dynamique (voir figure (1.2)) :

- *Les sursauts de type I* se présentent comme un continuum en émission accompagné d'une succession de sursauts brefs (inférieurs à 1 seconde) associés à des tâches de fort champ magnétique. Ils ne sont toutefois pas corrélés avec les éruptions solaires. Ils durent de quelques heures à quelques jours, et sont fréquemment observés sur le spectre dynamique. De nombreux doutes subsistent sur l'origine de ce rayonnement. On l'attribue à des électrons accélérés à des énergies de l'ordre du *keV* dans de larges structures magnétiques connectant les régions actives avec des zones plus éloignées sur la surface.
- *Les sursauts de type II* sont associés à des oscillations plasmas du milieu ambiant. Ces oscillations sont générées par la relaxation d'électrons accélérés par une onde de choc, et se propageant dans l'héliosphère à des vitesses comprises

- entre ~ 500 et $\sim 2000 \text{ km.s}^{-1}$. Ces sursauts correspondent le plus souvent à la signature radio de manifestations solaires très énergétiques appelées *éjections de masse coronale* (CME pour *Coronal Mass Ejection* en anglais). Les CMEs sont produites lors d'éruptions solaires au cours desquelles, de violentes instabilités magnétiques engendrées dans la chromosphère, se propagent et s'amplifient de manière dramatique dans la couronne. Ce phénomène entraîne une restructuration brutale du champ magnétique sur des échelles gigantesques de l'ordre de la taille du soleil, et s'accompagne de l'éjection dans le milieu interplanétaire de plusieurs dizaines de milliards de tonnes de plasma chaud. C'est cette bulle de plasma supersonique qui génère alors un choc parfois observable en radio. L'émission radio dérive lentement ($\lesssim 1 \text{ MHz.s}^{-1}$) des hautes vers les basses fréquences trahissant la progression de cette bulle de plasma dans l'héliosphère.
- *Les sursauts de type III* sont provoqués par l'injection d'électrons énergétiques ($v \sim c/30 - c/3$), accélérés au voisinage de région active, le plus souvent lors d'éruptions solaires, le long de lignes de champ magnétique ouvertes sur le milieu interplanétaire. Probablement par des processus physiques similaires aux types II, l'émission radio résulte d'oscillations plasmas provoquées par le passage des électrons à travers des couches de densité de plus en plus faible, et se traduit par une dérive rapide ($\sim 100 \text{ MHz.s}^{-1}$) des hautes vers les basses fréquences. Il existe toutefois plusieurs catégories de sursauts de type III (voir section 2.1.1) qui témoignent de la diversité des configurations magnétiques et des processus d'émission possibles. Certaines de ces catégories sont observées en bonne corrélation avec les sursauts X en particulier. Ceci laisse supposer que les populations d'électrons qui engendrent de tels émissions ont une origine commune.
 - *Les sursauts de type IV* sont des émissions synchrotron de paquets d'électrons au sommet d'une arche magnétique coronale, ou dans une bulle de plasma en mouvement ($v \sim 100 \text{ km.s}^{-1}$). Ils durent de quelques minutes à quelques heures.
 - *Les sursauts de type V*, souvent précédés de sursauts de type III, sont probablement des émissions plasma causées par des électrons piégés dans des boucles magnétiques adjacentes aux lignes ouvertes (le long desquelles se propagent les électrons des types III). Ils apparaissent sur les spectres dynamiques comme une émission continue diffuse de l'ordre de quelques minutes suivant un ou plusieurs types III.

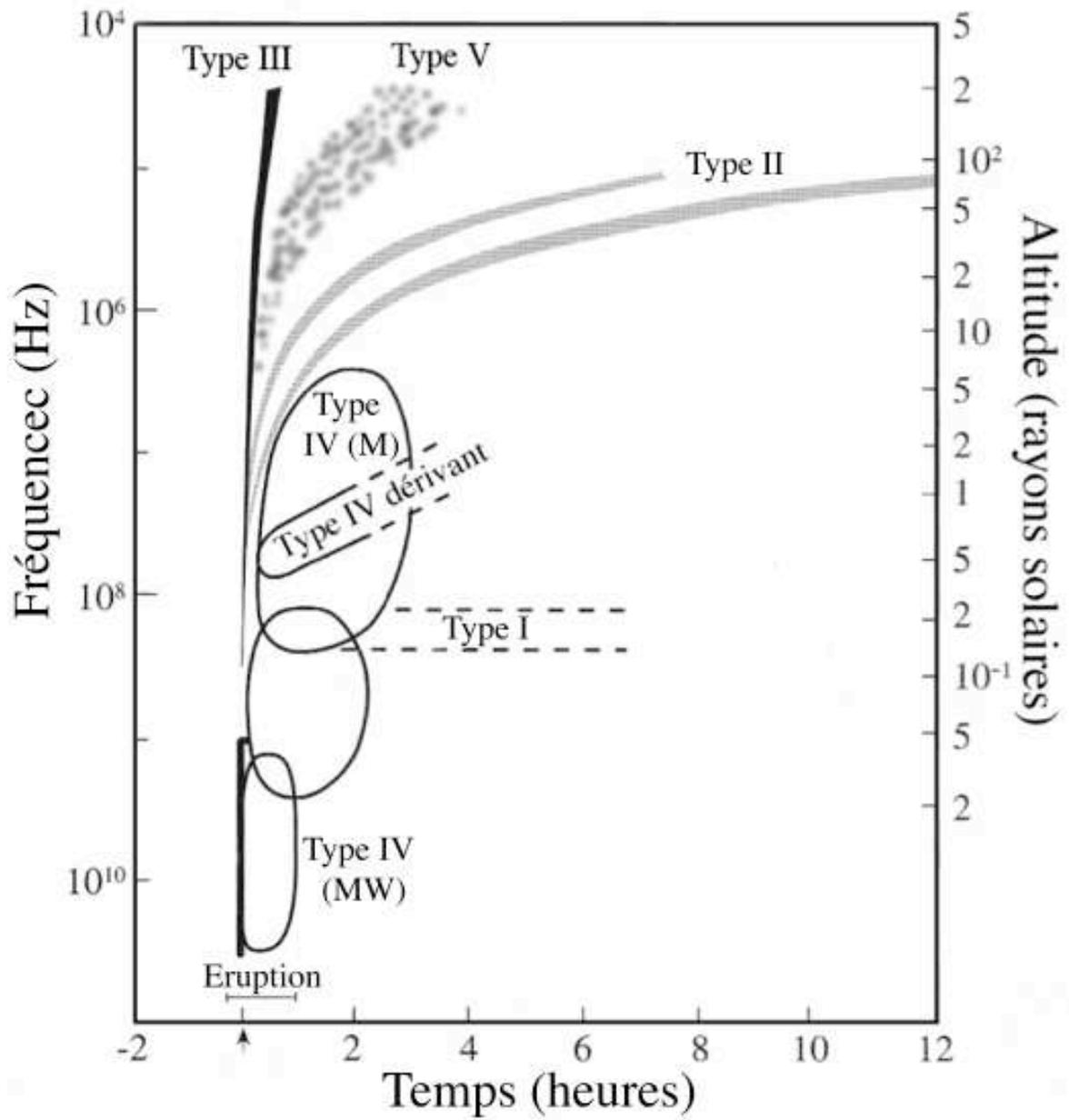


FIGURE 1.2 – Illustration de la signature spectrale des différents types de sursauts radio observés sur le spectre dynamique (figure adaptée de Lang (2001)).

