

REPUBLIQUE ALGERIENNE DEMOCRATIQUE ET POPULAIRE
MINISTERE DE L'ENSEIGNEMENT SUPERIEUR ET DE LA RECHERCHE SCIENTIFIQUE

————— 0 —————

UNIVERSITE DES SCIENCES ET DE LA TECHNOLOGIE HOUARI BOUMEDIENE



FACULTE DE PHYSIQUE

MEMOIRE DE MASTER

Domaine : Sciences de la matière
Filière : Physique
Spécialité : Physique des Rayonnements

par :

BOUKENAOUI RIM HIDAYET

————— Sujet : —————

**ETUDE DES SURSAUTS RADIO SOLAIRES DE TYPE II ASSOCIES A DES
ORAGES GEOMAGNETIQUES EN UTILISANT LE RADIOTELESCOPE
CALLISTO (BOUMERDES) ET LE RESEAU E-CALLISTO.**

Présenté le 22 Septembre 2021, devant le jury composé de :

S. NAIT AMOR	Directeur de recherche CRAAG	USTHB	Président
L. YELLES CHAUCHE	Maître de recherche A en Astronomie, CRAAG	USTHB	Examineur
K. DAIFALLAH	Maître de recherche A en Astronomie, CRAAG	USTHB	Encadrant

Abstract

Les sursauts radio solaires sont de puissantes émissions radio à large bande et de courtes durées (de quelques minutes à quelques jours) qui sont liées à la région source où ces radiations se propagent. Ils résultent de la conversion de l'énergie du mouvement des électrons en une énergie radiative via différents mécanismes qui opèrent dans la couronne solaire avec différents niveaux de complexité.

Les sursauts radio de type II sont produits par des électrons accélérés par un choc magnétohydrodynamique au niveau de la couronne et le milieu interplanétaire. Ces perturbations arrivent sur Terre en moyenne deux jours après les éjections de masse coronale (CMEs) ou après l'éruption solaire. Ces dernières peuvent déclencher des orages géomagnétiques et ainsi perturber les télécommunications et les instruments électroniques au sol ou dans l'espace.

Ce sujet de master propose une étude de plusieurs événements associés aux sursauts radio de type II observés par le réseau international des récepteurs radio solaire e-Callisto ainsi que par le Callisto qui a été installé à la station CRAAG de Boumerdès en 2019. Le but est de mesurer les paramètres du plasma source des radiations dans la couronne solaire (La vitesse du choc, la vitesse d'Alfvén, l'intensité du champ magnétique coronal, ...etc.) en analysant le spectre radio dynamique de ces sursauts. Cette partie importante du travail sera faite en élaborant un code numérique qui fera ces calculs d'une manière automatique pour chaque événement. Enfin, et à partir des différents événements analysés, nous avons discuté les différents paramètres et essayer de comprendre les critères de déclenchement d'un orage géomagnétique, ce travail rentre dans le cadre du projet de l'étude de l'interaction Soleil-Terre qui coïncide avec le commencement du nouveau cycle d'activité solaire N°25 en 2021.

Mots clés : Physique solaire, physique des plasmas, couronne solaire, radioastronomie solaire, sursauts radio de type II, spaceweather.

Table des matières

1. Le Soleil

1.1 Introduction.....	01
1.2 L'atmosphère solaire	02
1.3 La Chromosphère	02
1.4 La Zone de Transition	02
1.5 La Couronne	02
1.6 Le Vent Solaire	03
1.7 Activité solaire	04
1.7.1 Les taches solaires	05
1.7.2 Les éruptions solaires (Flare)	06
1.7.3 Les éjections de masse coronale (CMEs)	07

2. La Relation Soleil-Terre

2.1 Introduction	09
2.2 Champ magnétique interplanétaire	10
2.3 Champ magnétique terrestre	10
2.4 La magnétosphère terrestre	10
2.5 L'ionosphère	11
2.6 Les Indices mesurés sur Terre	12
2.6.1 L'index K	12
2.6.2 L'indice Kp	12
2.6.3 L'indice Kp finalisé	12
2.6.4 L'échelle G	13
2.6.5 L'indice Perturbation Tempête Temps (DST).	14
2.6.6 Mesure de radiation solaire (Echelle S)	14

3. Les sursauts radio solaires

3.1 Introduction	16
3.2 Mécanismes d'émissions	16
3.2.1 Emission plasma	17
3.3 Sursauts radio solaire	18
3.3.1 Type II	19

4. Traitement et analyses de données

4.1 Introduction	23
4.2 Les modèles de densité de plasma coronale	23
4.2.1 Le modèle de densité de Newkirk (1961)	23

4.3 Les équations utilisées pour l'estimation de la cinématique et dynamique des sources radio	24
4.4 Les événements choisis	24
4.5 Evénement 01 : 22/08/2015	25
4.5.1 Analyse de l'événement 01 à partir du modèle de Newkirk	23
4.5.2 Résultats et discussion de l'événement 01	23
4.5.3 Corrélation entre l'événement radio et l'orage géomagnétique	31
4.6 Conclusion générale	39
Bibliographie	40
Annexe A	42

Chapitre 01

Le Soleil

1.1 Introduction

Le soleil est l'étoile la plus proche de notre planète. Elle se situe à 150 millions de km de la terre, et c'est une énorme boule de plasma dont le rayon fait 109 fois le rayon de la terre (voir **Tableau 1.1**).

Caractéristique	Valeur
Rayon	695 997 km
Distance de la Terre	150 millions de km
Masse	$1,989 \times 10^{30}$ Kg
Densité moyenne	1400 kg/m ³
Température au centre	15 millions de Kelvin
Température a la surface	6000 Kelvin
Rotation a l'équateur	25,38 jours
Gravité a la surface	275,5 m/s ²
Pourcentage massique	75% d'hydrogène et 25% Hélium
Pourcentage volumique	92% d'hydrogène et 8% Hélium

Tableau 1.1 – Caractéristiques fondamentales du Soleil

La source d'énergie du soleil réside dans le **noyau**, où siège les réactions de fusions thermonucléaires. Cette énergie est transférée par la suite vers la surface à travers **la couche radiative** et puis **la couche de convection**. Une fois arrivé à la surface cette énergie qui est convertis en rayonnements électromagnétiques, particules énergétiques et champs magnétiques va se propager vers les **couches extérieures** du soleil, depuis **la photosphère** (la surface) vers les couches externes, en l'occurrence **la chromosphère** et la **couronne** jusqu'aux limites du système solaire (**l'héliopause**).

1.2 L'atmosphère solaire

Dans cette partie nous allons décrire les couches externes du Soleil appelé « l'atmosphère solaire », elle se constitue de la chromosphère, couronne.

1.3 La Chromosphère

La **chromosphère** est la couche au-dessus de la **photosphère**. Elle est caractérisée par une couleur rosâtre qui apparaît lors des éclipses totales du Soleil (**Figure 1.1**). La température y varie de 4200 K à 10 000 K au sommet. La chromosphère ne rayonne que dans des bandes spectrales spécifiques. Son étude se fait grâce à la raie de l'hydrogène « H α » qui a révélé des structures magnétiques, tel que : des plages autour des tâches solaires, éruptions, filaments... etc.

1.4 La Zone de Transition

Entre la chromosphère et la couronne se situe une zone à haute température appelé « zone de transition », cette zone est caractérisée par une élévation rapide de la température approchant le million de degrés kelvin.

1.5 La Couronne

La couronne solaire est un halo de plasma entourant le Soleil et d'autres étoiles, elle s'étend à des milliers de kilomètres dans l'espace, et est le plus facilement observable lors d'éclipses solaires totales (**Figure 1.1**), ou bien grâce à l'utilisation d'un coronographe (éclipse totale artificielle). La mesure spectroscopique de la couronne indique une forte ionisation, et une température du plasma atteignant les deux millions de kelvins (températures permettant l'ionisation du fer jusqu'à cinq fois). Le mécanisme derrière ce réchauffement reste un sujet de débats dans le domaine de la physique coronale.

La couronne fait face à un problème majeur qui est le réchauffement de celle-ci, en effet elle est bien plus chaude que la surface du Soleil. Plusieurs théories ont été proposées pour expliquer ce phénomène mais la réponse à cette question reste toujours un sujet de débats.

Le problème s'est posé initialement quand on croyait que les raies d'émission observées lors d'éclipses solaires étaient dues à un élément inconnu, qu'on appela « coronium », plus tard on découvrit que cet élément était en fait un élément connu à un niveau d'ionisation élevé. La problématique concerne principalement la façon dont l'énergie est transportée dans la couronne et convertie en chaleur à une distance de quelques rayons solaires. Parmi les explications proposées : le chauffage par ondes « MHD », la reconnexion magnétique par les nano-éruptions (nanoflares) et le phénomène de la turbulence, mais en réalité ce problème est expliqué par la contribution de tous ces processus (parfois non linéaires).

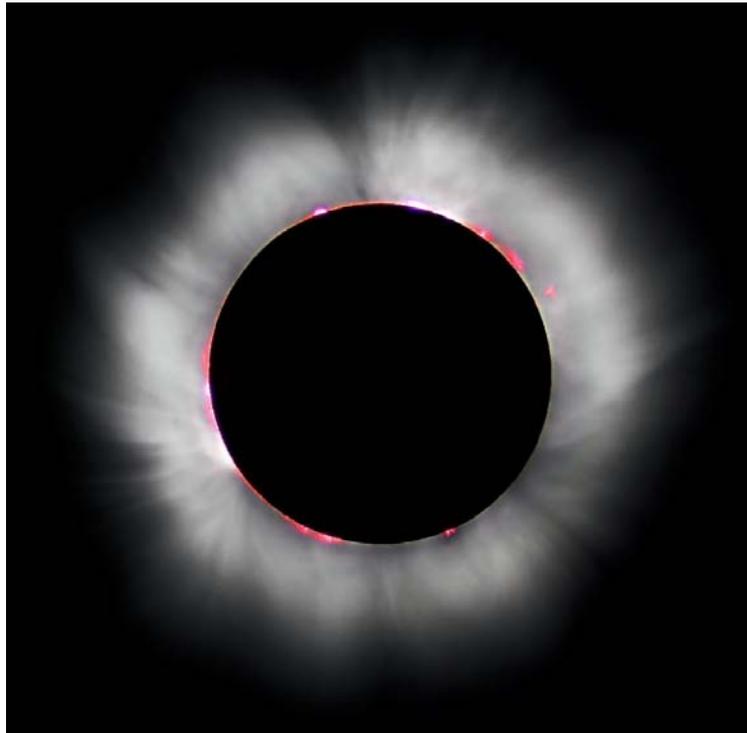


Figure 1.1 – éclipse solaire totale ou l'on visualise : La couronne (blanc) et la chromosphère (rose) 11/08/1999

1.6 Le Vent Solaire

Le Soleil étant une boule de plasma et de gaz à haute température notamment la couronne atteignant plus de deux millions de degrés kelvin, il émet de ce fait un grand nombre de particules (estimé à près d'un million de tonne de matière par seconde), grâce aux hautes températures les électrons sont munis d'une vitesse thermique assez importante pour s'extraire des forces de gravité du Soleil, les ions et électrons alors libérés forment un flux de plasma qu'on appelle « Le vent solaire » qui se propage jusqu'aux confins du système solaire, ce flux de particules varie en température et en vitesse au fil du temps et en fonction de l'activité solaire.

La **figure 1.2** montre la vitesse et la densité du vent solaire mesuré par la sonde « ULYSSE » en fonction de la latitude dans le milieu interplanétaire en période de minimum solaire, la séparation entre vents rapides (en Bleu - Hémisphère sud - et Rouge - hémisphère Nord) et lent a lieu à $\pm 15^\circ$. La densité (en vert) est plus élevée dans les régions de vents lents, les axes indiquent les valeurs de vitesse en km.s^{-1} , les petites graduations à environ 700 km.s^{-1} donnent l'échelle des densités (en cm^{-3}).

Il existe deux types, le vent solaire rapide et le vent solaire lent. Le vent solaire lent est plus dense et plus chaud ayant une vitesse moyenne de 400 km par seconde il provient majoritairement de l'équateur du Soleil, tandis que les vents solaires rapides se caractérisent par une température plus basse (froide), moins dense ayant une vitesse de l'ordre des 800 km par seconde. L'origine des vents solaires rapides sont les trous coronaires, il existe néanmoins une contrainte les concernant, en effet ils n'émettent pas de rayonnement assez intense pour être

déecté. L'étude est donc réalisée à l'aide de centres spatiaux. En l'occurrence c'est la mesure du paramètre plasma beta qui nous donne les différentes intensités de champs solaire.

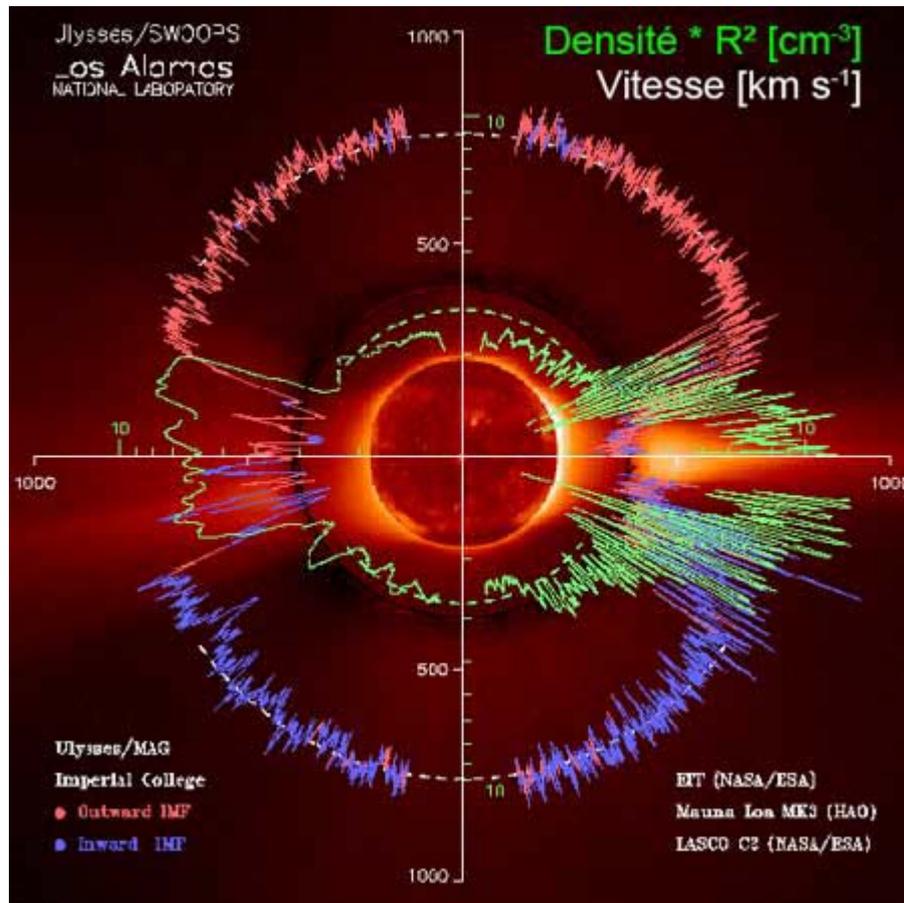


Figure 1.2 – Vitesse de vent solaire mesurée par la sonde ULYSSE

1.7 Activité solaire

Le soleil est une étoile variable magnétique qui fluctue sur des échelles de temps allant d'une fraction de seconde à des milliards d'années. Les éruptions solaires, les éjections de masse coronale, le vent solaire à grande vitesse et les particules énergétiques solaires sont toutes des formes d'activité solaire. Toute l'activité solaire est entraînée par le champ magnétique solaire qui se manifeste à la surface solaire. Elle est caractérisée par le cycle solaire (Une répétition de l'activité solaire périodique). Un cycle d'activité solaire dure 11 ans (**Figure 1.3**) alors que le cycle magnétique dure 22ans.

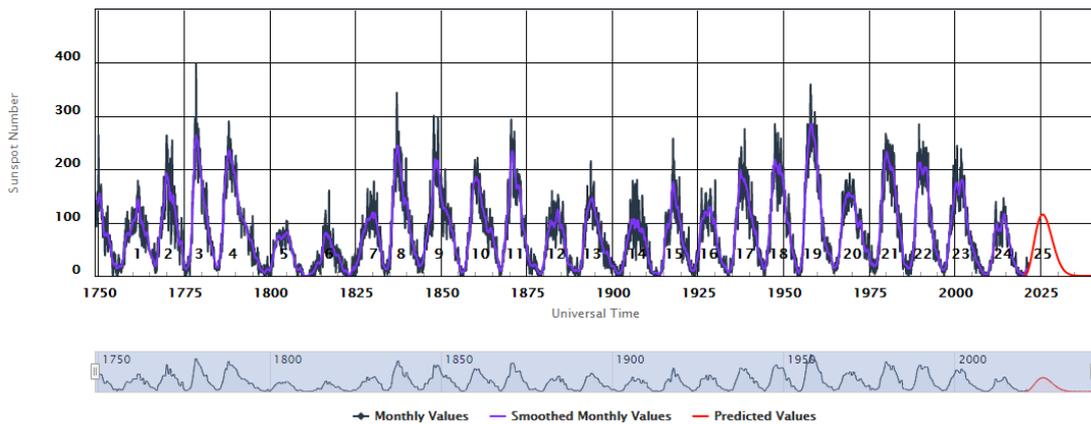


Figure 1.3 Variation du nombre de taches solaires observées à la surface du Soleil en fonction du temps. On y note un cycle bien défini, d'amplitude variable et d'une période allant de 9 à 14 ans, avec une valeur moyenne de 11 ans. (Source : NOAA)

Le Soleil étant une boule de gaz et de plasma à température extrêmement élevée, remplie de particules chargées tel que les électrons et les ions. C'est avec le déplacement de ces particules chargées qu'est née le champ magnétique solaire.

Le champ magnétique solaire est majoritairement responsable de l'activité solaire, car toutes les structures que l'on peut observer à la surface du Soleil sont dues à cette activité (taches solaires protubérance trois...). Il existe une mesure appeler Soleil calme (quiet sun) qui est la mesure du champ magnétique solaire sans qu'aucune activité ne s'y passe, lors de période d'activité élevée on compare le champ magnétique par rapport au Soleil dit calme, la formation de taches solaires résulte du blocage des zones de convection par le champ magnétique qui génère une température moins élevée que celle de la surface du Soleil, et donc par rapport de contraste on peut observer les taches solaires comme étant plus sombre que la surface du Soleil car la température y est inférieur au niveau de la photosphère tandis qu'au niveau de la couronne et à des altitudes plus haute la configuration des lignes de champ peut devenir instable créant ainsi des reconnexion magnétique violente, qui sont à l'origine de phénomènes tels que les éruptions solaires et les CMEs.

L'activité solaire est modulée par le cycle solaire d'une période de 11ans. Cette activité se manifeste visiblement sous la forme de taches solaires, éruptions et éjections de masse coronale :

1.7.1 Les taches solaires (Sunspot)

Les taches solaires sont les régions qu'on peut apercevoir sur la surface du Soleil (photosphère) comme étant « Noir » ou de façon général plus sombre entouré d'un halo plus intense et chaud appelé « facule » (**Figure 1.4**). La raison pour la quelle celle-ci apparaissent plus sombre est qu'elles sont à une température bien plus basse (autour de 4000 K) que celle de la surface solaire (6000 K) car la convection est bloquée par l'activité intense du champ magnétique solaire. L'apport en chaleur venant de l'intérieur vers l'extérieur du

Soleil est ralenti, de ce fait la température chute à l'intérieur formant ainsi une tache solaire. Leur diamètre varie de 5000 à 50000 km.

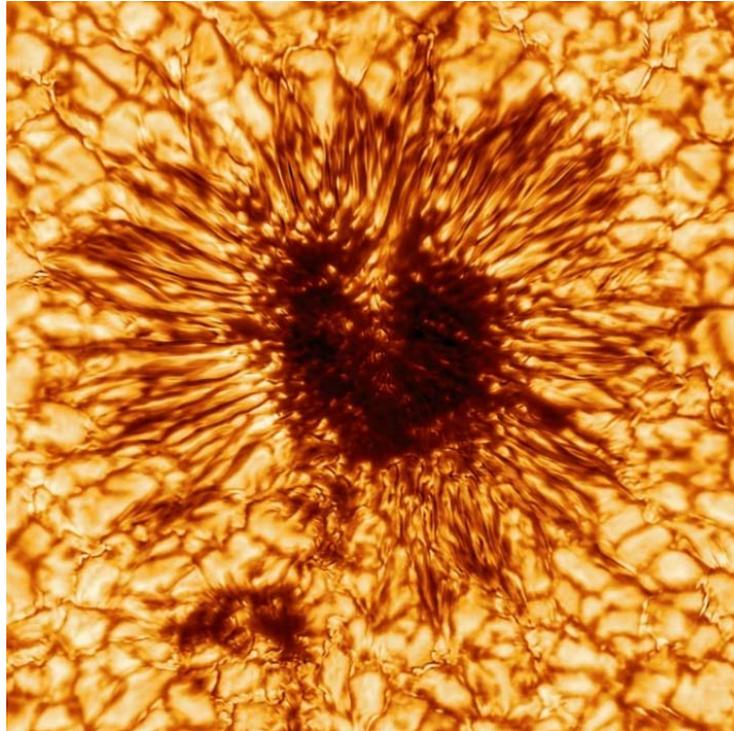


Figure 1.4 Photo montrant de près une tache solaire (en noir), le facule (entourant la tâche plus brillant) ainsi que les poches de convection autours. Source : Télescope Daniel.K Inouye Décembre 2020

1.7.2 Les éruptions solaires (Flares)

Les éruptions solaires sont l'une des causes principales des tempêtes solaires. Ces derniers sont des événements importants faisant partie de l'activité du cycle solaire, c'est leur variations ou récurrence qui définit la période du cycle solaire (11ans).

Les éruptions solaires surviennent le plus souvent à la suite d'une reconnexion magnétique (l'interconnexion entre deux rubans magnétiques de polarité inverse). La libération de cette énergie magnétique accumulée produit une éruption solaire. Cette énergie est libérée sous forme de rayonnements électromagnétique (X, Visible, Radio...) (Voir **Figure 1.5**) Lorsqu'une éruption solaire se déclare c'est généralement annoncé par une protubérance locale, elle est suivie de plusieurs étapes chaque stade de la tempête solaire peut durer quelques secondes voir des heures. L'énergie totale dégagée estimée lors d'un flare peut aller jusqu'à 10^{26} Joules avec une température de 25 millions de degrés (ionisation du Fer jusqu'à vingt-cinq fois).

Les flares sont généralement classifié (**Tableau 1.2**) pour faciliter leur identification lors des mesures (intensité max du flux énergétique dans la bande de rayonnements X). [01]

Classe des flares	Gamme de flux 0.1-0.8 nm (Peak) [W / m ²]
A	10 ⁻⁸ – 10 ⁻⁷
B	10 ⁻⁷ – 10 ⁻⁶
C	10 ⁻⁶ – 10 ⁻⁵
M	10 ⁻⁵ – 10 ⁻⁴
X	>10 ⁻⁴

Tableau 1.2 Classification des flares selon la valeur du pic du Flux X entre 0.1 et 0.8 nm Source : GOES

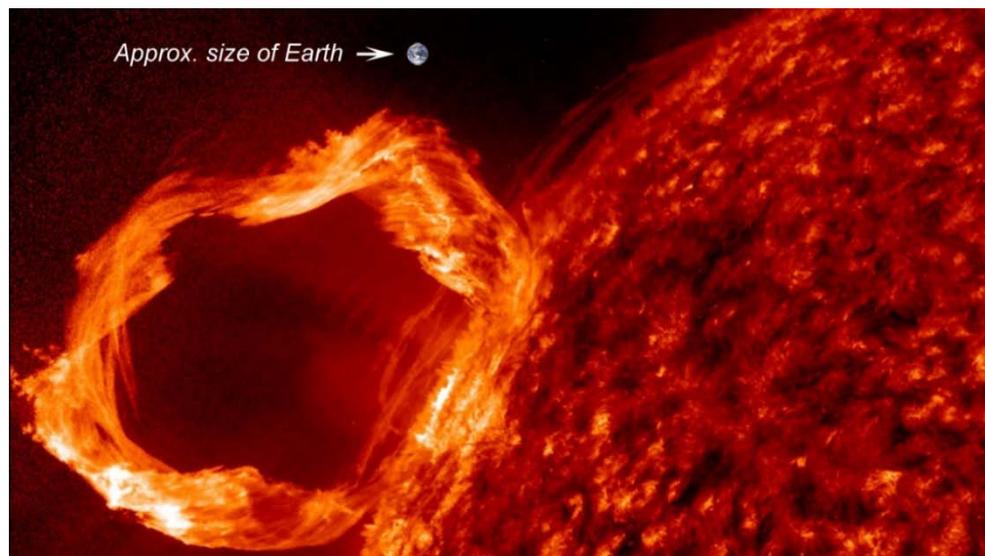


Figure 1.5 Image représentant un Flare source : NASA/SDO

1.7.3 Les éjections de masse coronales (CMEs)

Une éjection de masse coronale (en Anglais : **Coronal Mass Ejection** ou **CME**) est une structure de plasma solaire et lignes de champs magnétique, qui sont expulsée du Soleil lors d'événements comme les fortes éruptions solaires ou les éruptions de filaments solaire. Les CMEs sont à l'origine de plusieurs phénomènes spatiaux-météorologique extrême, il est donc important de les surveiller. Celles-ci sont souvent associé à l'apparition de protubérance ou bien d'éruptions solaires cependant ce n'est pas toujours le cas. Les éruptions solaires de classe M et X sont susceptible de générer des CMEs. Ce sont des phénomènes assez larges dont la taille atteint plusieurs dizaines de rayon solaire, qui influent le vent solaire en augmentant sa vitesse. Elles peuvent parcourir la distance Terre-Soleil en quelques jours seulement.

Lors d'une CME plusieurs particules chargées sont éjecter et accélérer grâce à l'impulsion de l'onde choc et se mélange avec les particules du vent solaire, la vitesse du vent solaire devient alors entre 100 et 2500 km par seconde. Lors de l'étude des CMEs celles-ci apparaissent sous forme d'une structure de ruban magnétique (Magnetic flux rope) (Voir **Figure 1.6**) se propageant vers l'extérieur

du Soleil. L'onde de choc provoquée par le CME apparaît quelques fois à la frontière extérieure de ce dernier sous la forme d'un halo lumineux (en ondes UV). Les éjections de masses coronales sont associées à plusieurs sursaut radio comme le type II et le type IV.

Lorsqu'une CME est dirigée vers la Terre, elle peut mettre seulement 24 heures à atteindre celle-ci causant des orages géomagnétiques qui provoquent des aurores boréales plus intense. Pendant les périodes de minimum solaire ou l'activité est minime les CME sont rares (environs une par semaine), cependant lorsque l'activité solaire s'intensifie (maximum solaire) les CME sont plus fréquentes (plusieurs fois par jour). [02]

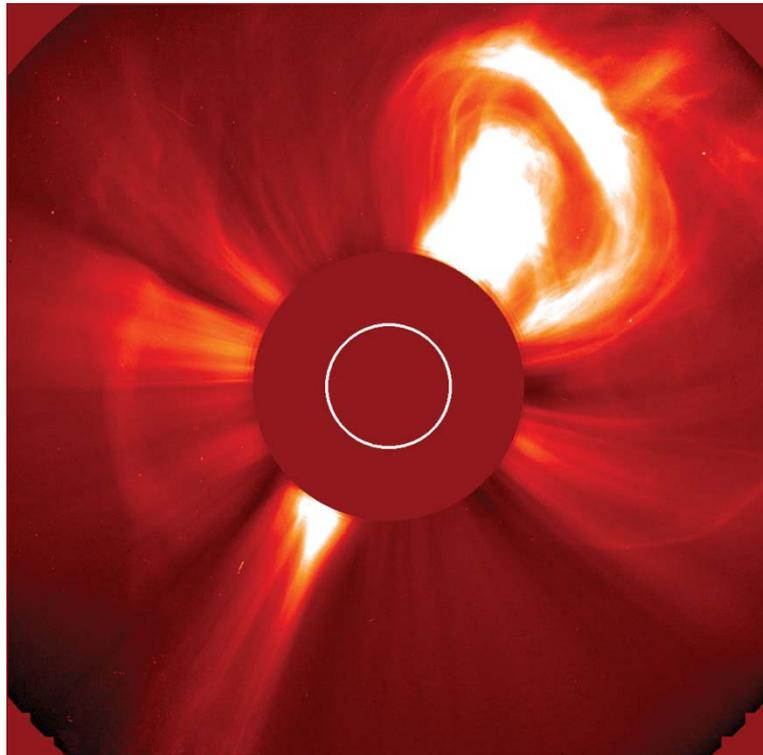


Figure 1.6 – Image d'une CME prise grâce à un chronographe 2/12/2002. Source : SOHO LASCO C2 and C3

Chapitre 02

La Relation Soleil-Terre

2.1 Introduction

Dans le chapitre précédent nous décrivions certains phénomènes solaires, comme les CMEs, éruptions solaires, champs magnétique, particules énergétiques mais encore une onde choc qui se propage dans l'espace. Tous ces phénomènes interagissent avec l'environnement terrestre, et peuvent affecter la Terre, les satellites orbitant autour de la Terre et dans l'espace, mais aussi perturber l'ionosphère et la magnétosphère. Si les effets des radiations solaires sur les pôles de la Terre sont bien connus aujourd'hui (Les aurores boréales), il y a encore beaucoup d'incertitudes autour des effets causés par les phénomènes solaires, car lors de grandes éruptions solaires les dommages technologiques sont notables, et peuvent avoir des conséquences très importante et coûteuse au sol. Notamment sur les télécommunications, la distribution du courant électrique, le fonctionnement des radars et GPS, et peut même entraîner une érosion des pipelines.

Pour mieux se préparer à affronter ces phénomènes solaires Il existe une discipline de la physique spatiale, appeler « météorologie de l'espace » (en anglais : Space Weather), celle-ci s'intéresse aux conditions variables du système solaire, comme le vent solaire, l'espace entourant la terre, et les perturbations de l'ionosphère et la magnétosphère. Pour s'équiper à faire face à cela, diverses agences spatiales ont mis en place des moyens de contrôle et de mesure, telle que des satellites orbitant le Soleil, mais aussi des moyens de mesure terrestre. En s'appuyant sur ces infrastructure, l'instrumentation ainsi que la modélisation des interactions entre les différents plasmas du système solaire. On veut arriver à prévoir les éventuels impacts provenant de l'environnement solaire vers l'environnement terrestre (notamment gérer par le programme SSA "Space Situation Awareness" de l'ESA). Il existe plusieurs tempêtes documentées, comme : Halloween 2003 qui détruisit plus d'un tiers des satellites présent, celle du 13 mars 1989 qui a causé un blackout de neuf heures au Québec, Canada. Octobre 1903 qui est survenue en minimum d'activité solaire. Et celle du 04 novembre 2015, mais la plus grande tempête documentée s'est produite en 1859. Elle a induit des courants suffisamment forts pour court-circuiter les lignes télégraphiques.

2.2 Champ magnétique interplanétaire (CMI)

Le champ magnétique interplanétaire (CMI) qu'on appelle aussi champ magnétique héliosphérique (CMH), est la composante (B_t , B_x , B_y et B_z) du champ magnétique solaire qui est entraînée hors de la **couronne solaire** par le **vent solaire**, sa frontière est l'héliopause.

Durant les périodes de minimum solaire, le champ magnétique solaire apparaît comme un dipôle peu puissant d'environ 50 gauss. Cependant lors des périodes de maximum solaire, les taches solaires se multiplient, celles-ci sont figées par les lignes de champs. Ce qui rend le champ magnétique solaire bien plus complexe. Celui-ci prend la forme d'une spirale qu'on appelle « **spirale de Parker** ».

Le CMI est un vecteur possédant trois composantes B_x , B_y et B_z (B_x et B_y sont dirigées parallèlement à l'écliptique (intersection de l'orbite terrestre avec la sphère céleste.)), tandis que B_z est perpendiculaire à celle-ci. Cette composante est créée par les perturbations du vent solaire.

La composante B_t du CMI définit sa force totale, plus cette valeur est haute plus les conditions géomagnétiques sont bonnes, pour des moyennes latitudes le CMI prend la valeur de 25 nT, la valeur globale est de 15 nT. [09]

2.3 Champ magnétique terrestre

Plus communément appelé le champ géomagnétique terrestre, le champ magnétique terrestre s'étend du noyau de la Terre vers l'espace. Où il interagit avec le vent solaire (Voir **Figure 2.1**)[03]. Le champ magnétique terrestre est généré dans le noyau liquide de la Terre via l'effet gyro-dynamo. Il résulte de la contribution de plusieurs composantes (**B_p : le champ principal, B_a : le champ lithosphérique, B_e : le champ externe créé par l'ionosphère et la magnétosphère, B_i : le champ induit par les sources externes**) La mesure de celui-ci se fait grâce à un magnétomètre. Parfois on mesure les composantes X, Y et Z mais parfois on mesure la composante H horizontale.

La magnitude du champ magnétique terrestre mesurée approximativement à la surface varie de 25 à 65 microtesla (0,25 à 0,65 gauss)[04], il est représenté par un dipôle magnétique incliné à 11 degrés par rapport à l'axe de rotation de la Terre on peut l'imaginer comme une barre aimantée placée au centre de la Terre dont le pôle géomagnétique Nord est représenté par le pôle Sud terrestre et le pôle géomagnétique Sud est représenté par le pôle Nord terrestre, comme la Terre est en rotation constante sur un axe incliné les pôles géomagnétiques changent de place régulièrement au cours du temps. C'est pour cela que les pôles Nord et Sud magnétiques ne sont pas alignés sur les pôles Nord et Sud géographiques. [05]

2.4 La Magnétosphère terrestre

On appelle la magnétosphère la région entourant un objet astronomique dans notre cas la Terre, dans laquelle les particules chargées sont affectées par le champ magnétique de celle-ci. Elle est créée via l'effet dynamo. Du à l'activité magnétosphérique terrestre, les effets de rayonnements solaires ou cosmiques sont atténués, voire même bloqués par la magnétosphère.

Dans la magnétosphère on retrouve un courant qu'on appelle « le courant annulaire ». Il protège en l'occurrence les basses latitudes, de la surface terrestre, des champs électriques magnétosphériques. Le courant annulaire se compose d'une bande à une distance de 3 à 8 rayons terrestres, se situant sur l'équateur

terrestre, et circulant dans le sens des aiguilles d'une montre, autours de la Terre. Les particules de cette région produisent un champ magnétique opposé à celui de la Terre. La déviation négative du champ magnétique terrestre due aux courants annulaires est mesurée par l'index Dst. [06]

L'énergie du courant annulaire est transportée majoritairement par les ions, qui sont pour la plupart des protons, mais on retrouve aussi des particules alpha qui sont abondante dans le vent solaire, de plus un certain pourcentage d'ions d'oxygène. Pendant un orage géomagnétique, le nombres de particules augmente dans le courant annulaire et on observe donc une diminution des effets du champs géomagnétique. [06]

Les particules qui pénètrent dans l'ionosphère et entrent en collision avec les atomes donnent naissance aux lumières des aurores (observables sur les pôles) et émettent également des rayons X. La **Figure 2.1** montre la structure de la magnétosphère terrestre. [07]

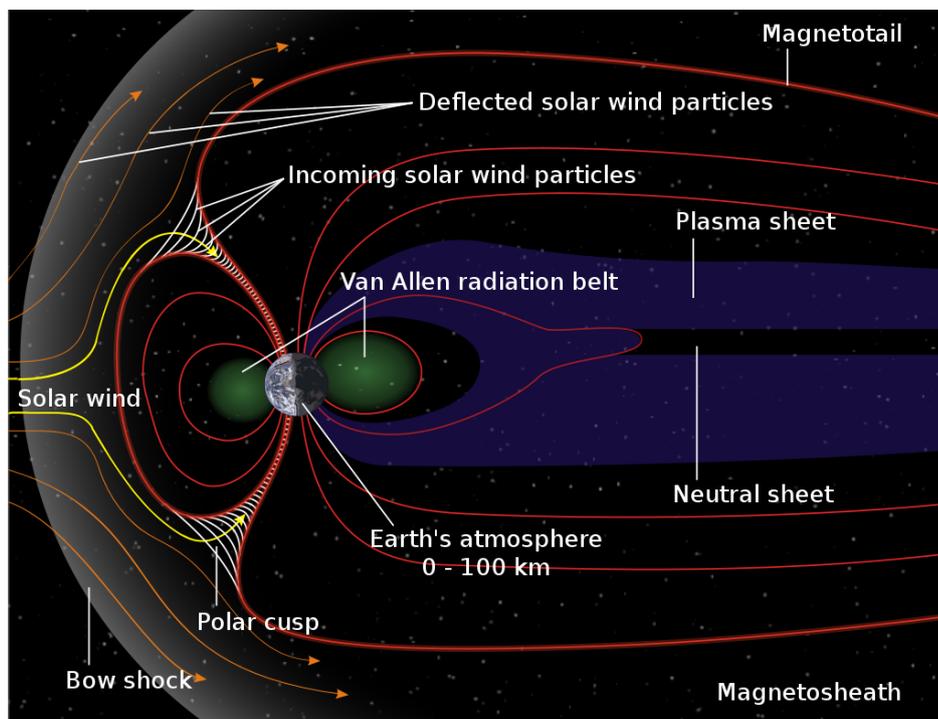


Figure 2.1 – Structure de la magnétosphère et interaction du vents solaire avec la magnétosphère de la terre.
Source : Wikipédia

2.5 Ionosphère

L'ionosphère est la couche de l'atmosphère contenant des gaz partiellement ionisés. Elle se situe entre 60 et 1000 km d'altitude et recouvre une partie de la

mésosphère. Elle est caractérisée par une pression de deux pascals et agit comme un filtre absorbant les radiations solaires (rayonnement UV, X).

L'ionosphère réfléchit les ondes. On se sert de cette particularité principalement pour les ondes radios, TV, radars et GPS ainsi que bien d'autres. Cependant elle fait face régulièrement à des perturbations spatiaux-météorologiques de provenances diverses (rayons X, protons, orages géomagnétiques, et la foudre), lors des orages géomagnétiques la couche F₂ (la couche principale qui réfléchit les ondes HF) devient instable, [08] et peut même disparaître (ce qui réduit la réflexion des ondes). Dans ces cas-là on observe des aurores plus intenses au pôles.

2.6 Les Indices mesurés sur Terre

2.6.1 Notions de Latitude

On parle souvent dans le milieu de météorologie spéciale de haute, moyenne et de basse latitude (**Figure 2.2**) En vérité les hautes latitudes correspondent aux latitudes magnétiques supérieures ou égales à 60 degrés, les moyennes latitudes se situent entre 50 et 60 degrés de latitude magnétique et pour toutes les autres latitudes inférieures à 50 degrés, nous parlons de basse latitude. Cette mesure est souvent citée lors de la prédiction de l'apparition d'aurore boréale.

On utilise les latitudes géomagnétiques plutôt que géographiques car les nord et sud magnétique ne sont pas alignés sur les nord et sud géographique. Quand l'activité géomagnétique est faible les aurores boréales sont souvent localisées à 67 degrés de latitude magnétique. Plus l'activité augmente plus la limite de visibilité se déplace vers l'équateur terrestre, en période de très haute activité géomagnétique, il est possible de voir des aurores à des endroits où elles sont normalement invisibles. Souvent les latitudes sont liées à l'indice K mesuré depuis la Terre. [10]

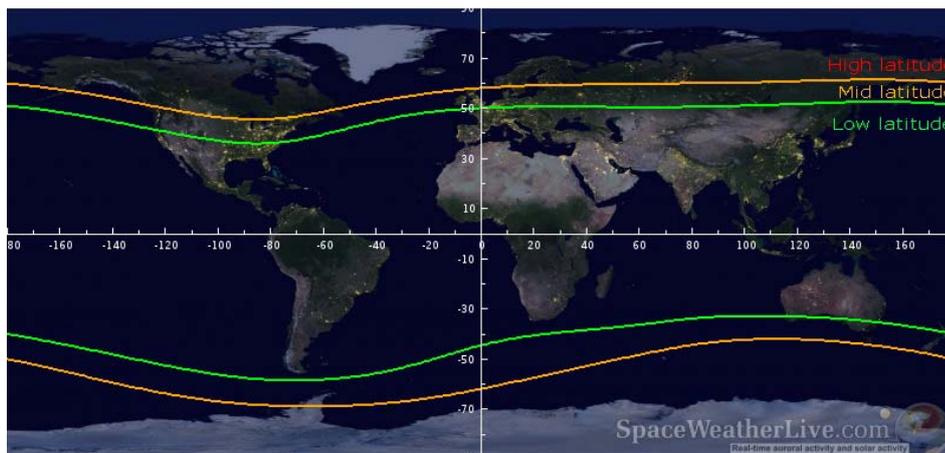


Figure 2.2 – Image montrant les différentes latitudes

2.6.2 L'index K

L'index K est l'index de l'activité géomagnétique globale, il quantifie la perturbation de la composante horizontale « H », du champ magnétique terrestre. Il dérive du maximum de fluctuation de la composante horizontale, observé grâce à un magnétomètre qui mesure la fluctuation R en nT, ensuite celle-ci est convertie vers l'échelle logarithmique de l'index-K (voir **Tableau 2.1**), pendant un intervalle de trois heures, sur toutes les stations terrestres. Pour que la mesure soit exacte chaque station est calibrée en fonction de sa latitude. L'échelle logarithmique varie de 0 à 9. Où la valeur de zéro signifie qu'il y a très peu d'activité géomagnétique, une valeur de 5 signifie un orage géomagnétique et une valeur de 9 signifie un orage géomagnétique extrême (**Figure 2.3**). [11]

2.6.3 L'indice Kp

L'indice Kp (**Planetary Kp-index en Anglais**), résulte d'un calcul de moyennes pondérées à partir des valeurs de l'indice K, provenant d'un réseau de plusieurs observatoires géomagnétiques, situés à différentes latitudes et reportée chaque trois heures. Cependant les données ne sont pas reportées en temps réel, ce qui pousse les stations à estimer l'indice, à partir de leur base de données en réseau local. C'est pour cela qu'il existe un indice Kp finalisé. [11]

2.6.4 L'indice Kp finalisé

L'indice K finalisé provient du GFZ à Potsdam en Allemagne et est mis à jour 2 fois par mois il s'agit des valeurs Kp officielles et finalisées à des fins de recherche scientifique et d'archivage l'indice K finalisé est légèrement différent de l'indice Kp préliminaire, contrairement à l'indice Kp préliminaires les données K finalisées sont exprimées sur une échelle de tiers et ont 28 valeurs alors que l'indice Kp préliminaires n'en a que 10. [11]

L'indice K	Déviations en nanoTesla	Type de tempête
0	0 - 15	Pas de tempête, conditions calmes
1	15 - 30	Pas de tempête, conditions calmes
2	30 - 60	Pas de tempête, conditions calmes
3	60 - 120	Conditions géomagnétiques instables
4	120 - 210	Conditions géomagnétiques actives
5	210 - 360	G1 - Tempête géomagnétique mineure
6	360 - 600	G2 - Tempête géomagnétique modérée
7	600 - 990	G3 - Tempête géomagnétique forte
8	990 - 1500	G4 - Tempête géomagnétique grave
9	1500 et plus	G5 - Tempête géomagnétique extrême

Tableau 2.1 – Les valeurs de K et leurs déviations respectives en nT

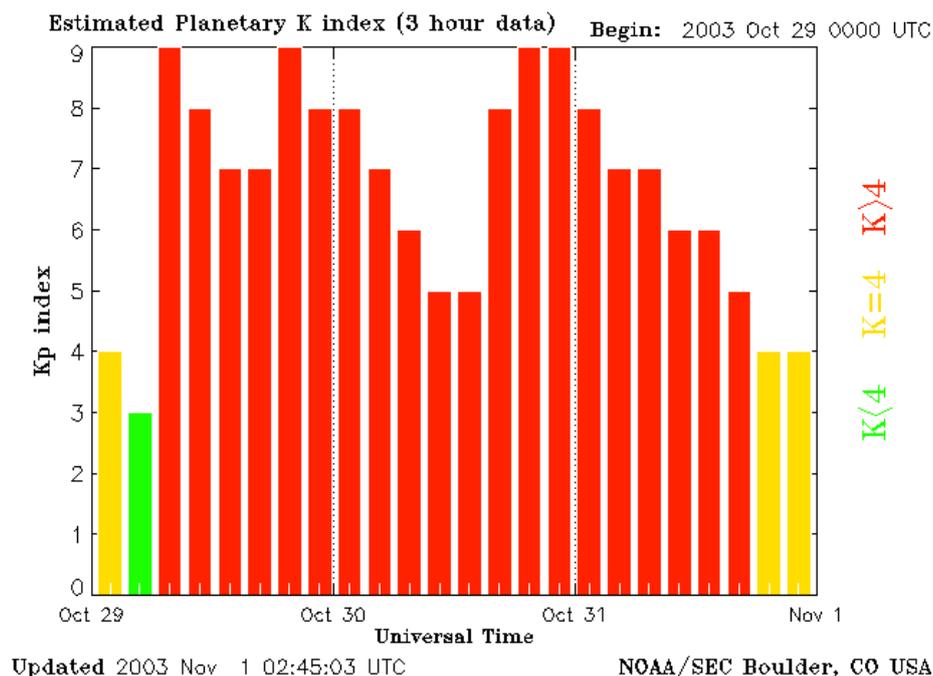


Figure 2.3 - l'indice Kp planétaire estimé à 3 heures à partir d'octobre 2003 avec 3 jours d'orage géomagnétique intense.

2.6.5 l'échelle G

L'échelle G est un système à 5 niveaux qui sert à indiquer la sévérité de l'activité géomagnétique à la fois observer et prédite, cette échelle varie de G1 à G5, on attribue l'indice G0 au niveau en l'absence de tempête, cependant cet indice n'est pas couramment utilisé car l'échelle G désigne les niveaux de tempête géomagnétique, chaque niveau G possède une valeur Kp associés, ceux-ci varient à partir de G1 pour une valeur de Kp-5 et G5 pour une valeur de Kp-9. Le tableau 2.2 montre les valeurs Kp et leur correspondant à l'échelle G. [11]

Indice Kp	Echelle G	Latitude Géomagnétique	Activité aurorale	Fréquence moyenne
0	G0	66° ou plus	Calme	
1	G0	64.5°	Calme	
2	G0	62.4°	Calme	
3	G0	60.4°	Instable	
4	G0	58.3°	Actif	
5	G1	56.3°	Tempête mineur	1700 par cycle (900 jours par cycle)
6	G2	54.2°	Tempête modérée	600 par cycle (360 jours par cycle)
7	G3	52.2°	Forte tempête	200 par cycle (130 jours par cycle)
8	G4	50.1°	Tempête sévère	100 par cycle (60 jours par cycle)
9	G5	48° ou moins	Tempête extrême	4 par cycle (4 jours par cycle)

Tableau 2.2 – Les indices Kp de 0 à 9 ainsi que leur Echelle G correspondante, l'activité aurorale ainsi que la fréquence de chaque événement par cycle solaire

2.6.6 L'indice Perturbation Tempête Temps (Dst)

L'indice de perturbation en tempête DST est une mesure de l'activité géomagnétique utiliser pour évaluer la gravité des tempête géomagnétique, la mesure de cet indice se fait en faisant la moyenne de la composante horizontale du champ magnétique terrestre mesure par des mesurée et ceci a quatre observatoire géomagnétique proche de l'équateur il mesure la croissance et la reprise du courant d'anneau dans la magnétosphère de la Terre et exprimer on a nanoTesla, plus la valeur est basse plus il y a d'énergie stocké dans la magnétosphère. [12]

Le magnétomètre Kiruna se situant en Suède donnant la valeur mesurée pour une activité auroral sur les latitudes moyenne, la déviation des données doit être supérieur à 1300 nT pour la dst, ensuite le magnétomètre Stackplot (Europe), le graphique donné par ce magnétomètre montre les différents magnétomètres présents en Norvège, Danemark, Finlande classer selon leur latitude. Lors de l'avènement d'une perturbation importante les magnétomètres présents plus au nord réagissent les premiers, et au fur et à mesure les autres magnétomètres réagissent. Une fois que les quatre stations on réagit il y aura une chance de voir des aurores au latitude moyenne européen. [12]

Le prochain magnétomètre et le Canadian Magnetic observatory system (Canada) ce magnétomètre à son tour montre les composantes X (Nord), Y (est) et Z (verticale vers le bas) du champ magnétique. Le classement des stations se fait en commençant par les stations situées vers le nord en allant vers des latitudes décroissantes à noter qu'ici le temps universel est utilisé, la couleur du fond changeant indique le niveau général d'activité le vert pour le calme le jaune pour l'orage et le rouge pour l'augmentation du niveau d'activité. Le

magnétomètre suivant et le Stackplot (Amérique du Nord) ici encore les magnétomètres sont classés par leur ordre de latitude, ensuite nous avons le Hobart (Australie) qui mesure le champ pour l'Australie et la Nouvelle-Zélande, enfin nous avons le magnétomètre GOES qui est lui reporté pour chacune minute la composante parallèle du champ magnétique en nano Tesla mesuré par le satellite GOES, à noter que le champ magnétique est plus intense du côté jour de la Terre, les valeurs minimum du champ indiquent des courants très forts qui sont associées à l'étalement du champ qui résultent en une aurores. [12]

L'interprétation de l'indice Kp est basé sur les valeurs d'un magnétomètre, l'indice K est une image de l'indice Kp, un indice de tempête avec une échelle de 1 à 9 pour les latitudes moyennes l'aurore peut-être vu à un indice Kp égal à 7 mais étant donné que l'indice Kp est une moyenne de 3 heures de diverses stations de magnétomètre sur Terre ce n'est pas la façon la plus adéquate de prédire l'avènement d'une aurore, grâce au magnétomètre Kiruna et sa particularité de déviation nous pouvons tenter d'estimer l'indice K, le seul bémol est en ce que ce magnétomètre est situé en Europe et donc les résultats ne sont valides que pour des moyennes latitudes, (Tableau 2.1) démontre les déviations et leurs correspondances à l'indice K. [12]

2.6.7 Mesure de l'ionisation de l'ionosphère (Total electron content Tec).

Le contenu électronique total (CET) ou en anglais « Total electronic content » (TEC) est une description quantitative de l'ionosphère terrestre (Figure 2.4). Le TEC est le nombre total d'électrons présents le long d'une section cylindrique d'un mètre carré qui se trouve entre le satellite et la station. Il est souvent exprimé en multiples de l'unité TEC (TEC unit) : $TECU = 10^{16}$ électrons/m². Et est donné par l'intégration de la densité électronique N entre un récepteur et une station au sol. Cette intégration représente le nombre total d'électrons.

Les effets des orages géomagnétiques sur l'ionosphère sont significatifs, par contre leur impact sur le TEC est minime, il a été démontré par Jackowski et al en 1998 que pendant l'orage géomagnétique du 10 janvier 1997 les valeurs du TEC ont rencontré une élévation ne dépassant pas les 200 UTEC. Les valeurs du TEC en moyenne latitude ont rarement observé une diminution ceci est dû à l'amplification de l'activité magnétique, cependant en 2001 on a pu rapporter une perturbation négative pour certaines régions en temps local et en période d'activité géomagnétique élevée, on rapporte 09100 TLM (Local Magnetic Time) pour les solstices (Juin et Décembre) et 1500 TLM pour les équinoxes. [13]

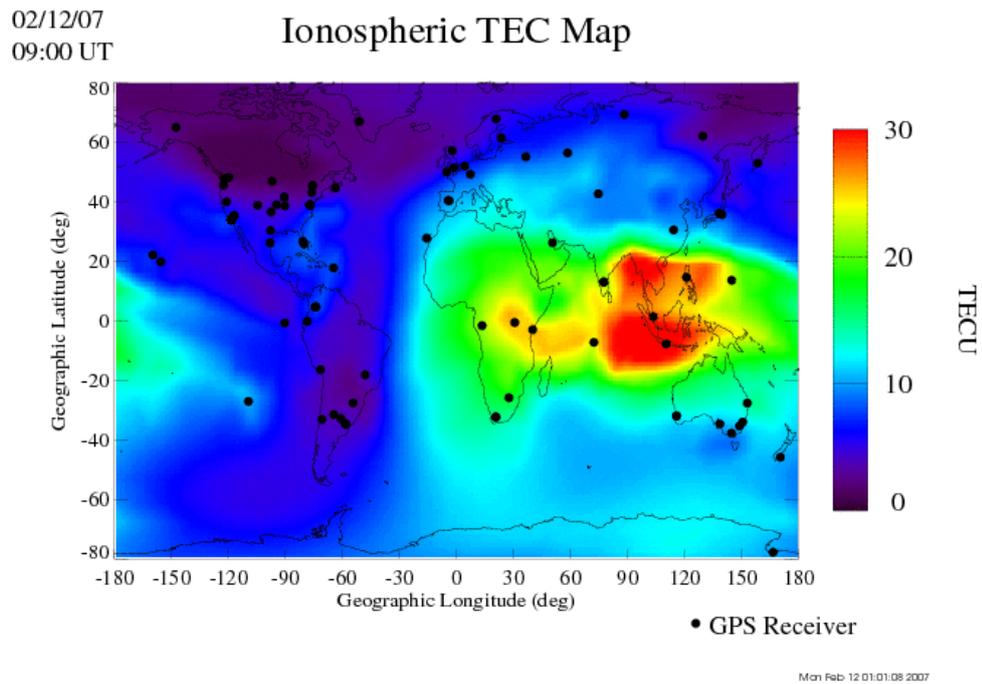


Figure 2.4 – La Carte ionosphérique du Contenu électronique totale

2.6.8 Mesure de radiations solaires (Echelle S)

Après l'apparition d'une éruption solaire majeure, elle est souvent accompagnée d'une tempête de rayonnement solaire (Solar Proton Event - SPE), c'est dû aux vitesses élevées des protons lancés qui peuvent parfois atteindre les 10000 km par seconde, ces tempêtes solaires sont si rapides qu'elles peuvent parcourir la distance Soleil-Terre en aussi peu de temps que 30 minutes et peuvent durer plusieurs jours.

Le centre NOAA utilise une échelle de mesure à 5 niveaux appelée l'échelle S indiquant la sévérité d'une tempête de rayonnement solaire, l'échelle va de S1 jusqu'à S5, à noter qu'ici S1 est le niveau le plus bas et S5 est le niveau de gravité le plus élevé. Chaque niveau de l'échelle S possède un seuil pfu associé (Proton flux unit).

Pour mieux illustrer les mécanismes de l'échelle et les méthodes de conversion nous allons prendre cet exemple, pour qualifier un orage de rayonnement solaire de l'ordre S1, le nombre pfu qui doit être atteints est de 10 pfu. La valeur de 10 doit être atteinte aux altitudes des satellites géosynchrone, À noter qu'ici de même que l'échelle K, l'échelle S est logarithmique, mais un événement protonique modéré (S2) ne se produit que lorsque le flux de protons atteint la valeur de 100 Pfu et non pas 20. Pour une forte tempête de rayonnement solaire (S3), le pfu doit être de 1000. Le **Tableau 2.3** montre quelque caractéristique de l'échelle S. [11]

Échelle S	Description	Flux threshold	Fréquence moyenne	Reliability ACE solar wind data
S1	Faible	101	50 par cycle	Données fiables
S2	Modéré	102	25 par cycle	Les données peuvent ne pas être fiables
S3	Fort	103	10 par cycle	Données probablement peu fiables
S4	Fort	104	3 par cycle	Données probablement peu fiables
S5	Extrême	105	Moins d'une par cycle	Données probablement peu fiables

Tableau 2.3 L'échelle S le taux pfu associé et La fréquence dans le cycle Source : Spaceweatherlive.com

Chapitre 03

Les sursauts radio solaires

3.1 Introduction

Le Soleil produit des émissions radio via la conversion de l'énergie du mouvement des électrons en rayonnement, et ce grâce à la contribution de plusieurs mécanismes qui agissent différemment. [14]

L'émission incohérente consiste en la somme des rayonnements de nombreuses particules individuelles générés indépendamment les uns des autres, cette émission peut être accélérée par des collisions coulombiennes entre électrons, comme dans l'émission Bremsstrahlung (radiation de freinage), ou par giration dans un champ magnétique, tel que les émissions gyromagnétiques. [14]

L'émission cohérente est l'ensemble des différents mécanismes qui convertissent l'énergie des électrons en rayonnement, avantageusement à l'aide d'électrons émettant en phase ou grâce à certaines instabilités qui amplifient des modes d'onde particuliers. Les mécanismes les plus importants dans la physique solaire sont l'émission plasma et la résonance cyclotron électronique, qui requièrent l'accélération des particules via des événements énergétiques solaires tel que les éruptions solaires. [14]

Lorsqu'on parle de mécanismes incohérents et cohérents on les caractérise souvent par leurs températures de brillance $[T_B]$, qui est une mesure de l'intensité en radioastronomie. La température de brillance d'un objet est la température d'un corps noir qui émettait la même intensité que celle émise par l'objet à une fréquence spécifique. Un corps noir est un objet théorique idéale, en équilibre thermique a une température unique, pouvant absorber parfaitement tous les rayonnements incidents, et émet à son tour un rayonnement en fonction de la température unique comme indiqué par la loi de Planck. [14]

Pour une émission incohérente, la température de brillance est égale ou inférieure à la température réelle de la source (comme la température des électrons). Par contre pour l'émission cohérente on peut avoir des températures bien plus élevée que celle de la source, via mécanisme d'émission non thermique. Mais, il existe aussi des mécanismes cohérents qui peuvent produire des signaux faibles, confondus avec des émissions incohérentes si on les caractérise uniquement grâce à la température de brillance. [14]

Dans ce chapitre, le mécanisme d'émission qui nous intéresse le plus est l'émission plasma, la plus commune des émissions radio cohérentes qui est basé sur la conversion des ondes de Langmuir (fréquence de plasma). [14]

La fréquence de coupure est la fréquence limite pour qu'une onde soit réfléchi (ou renvoyé) dans le milieu IP. Par exemple la fréquence de coupure du plasma de l'ionosphère, est de l'ordre de 10 MHz, les ondes inférieure à la fréquence de coupure sont réfléchies, tandis que l'onde supérieure à la fréquence de coupure passent à travers la couche. [14]

3.2 Mécanismes d'émissions

La dominance d'un mécanisme d'émission donnée est grandement déterminée par la quantité relative des deux fréquences : Fréquence plasma électronique (équation 3.1) et la Gyrofréquence électronique (équation 3.2).

Dans la chromosphère, l'émission gyromagnétique à haute fréquence est dominante à cause des champs magnétiques intenses, alors que dans la **couronne** c'est l'émission Bremsstrahlung thermique à basse fréquence et l'émission plasma qui dominent à cause des faibles intensités du champ magnétique. [14]

Fréquence plasma électronique :

$$f_p = \sqrt{\frac{e^2 n_e}{\pi m_e}} \approx 0.009 \sqrt{n_e} \text{ MHz} \quad (3.1)$$

Gyrofréquence électronique :

$$f_B = \frac{eB}{2\pi m_e c} \approx 2.8B \text{ MHz} \quad (3.2)$$

Où : n_e est la densité électronique exprimé en cm^{-3} , B est le champ magnétique exprimé en Gauss (G), e est la charge électronique, m_e est la masse électronique, et c désigne la célérité.

Pour les analyses et traitements des événement du chapitre 04, nous utiliserons des spectres dynamiques de fréquences, pour bien illustrer ce processus, dans cette partie nous nous baserons uniquement sur l'émission plasma qui est à l'origine des bandes fréquentielles que l'on va utiliser. [14]

3.2.1 Emission plasma

La forme la plus courante d'émission radio cohérente du Soleil est l'émission de plasma, communément désignée comme mécanisme d'émission pour la plupart des types de sursauts radio solaires qui peuvent dépasser le niveau de rayonnement de fond de plusieurs ordres de grandeur pendant des courtes périodes. [14]

L'émission plasma fait référence à un ensemble de processus connexes qui convertissent partiellement l'énergie des ondes de Langmuir en rayonnement. Les ondes de Langmuir, également appelées ondes de plasma électroniques ou simplement oscillations de plasma, sont des oscillations de la densité électronique qui se produisent lorsqu'un plasma est perturbé de telle sorte qu'une population d'électrons est déplacée par rapport aux ions. Une fois déplacée, la force de Coulomb tire les électrons au-delà des ions, les amenant à osciller d'avant en arrière. Le processus qui produit des ondes de Langmuir dans la couronne solaire est généralement supposé être une instabilité du plasma qui se produit lorsqu'un faisceau d'électrons non thermiques (à déplacement rapide) se déplace à travers le plasma ambiant. Après avoir été accéléré par une reconnexion magnétique ou une onde de choc. [14]

L'instabilité qui génère les ondes de Langmuir est l'instabilité à deux flux, également appelée instabilité de faisceau ou de bosse sur la queue énergétique

dans des cas où un flux d'électrons est injecté dans un plasma, créant une « bosse » sur la haute queue énergétique de la distribution de la vitesse des particules du plasma. Cette instabilité facilite la croissance exponentielle des ondes de Langmuir dans le plasma ambiant grâce au transfert d'énergie du faisceau d'électrons dans des modes d'ondes de Langmuir spécifiques. Une petite fraction de l'énergie des ondes de Langmuir peut ensuite être convertie en rayonnement électromagnétique par le biais d'interactions avec d'autres modes d'ondes, à savoir les ondes sonores ioniques. Une émission radio cohérente peut être produite à la fréquence fondamentale du plasma électronique (f_p - émission de plasma fondamentale - équation 1) ou à son harmonique ($2f_p$ - émission de plasma harmonique), l'émission de plasma harmonique provient d'un plasma quatre fois plus dense que celle du plasma fondamental, La **Figure 3.1** montre les étapes d'une émission plasma. [14]

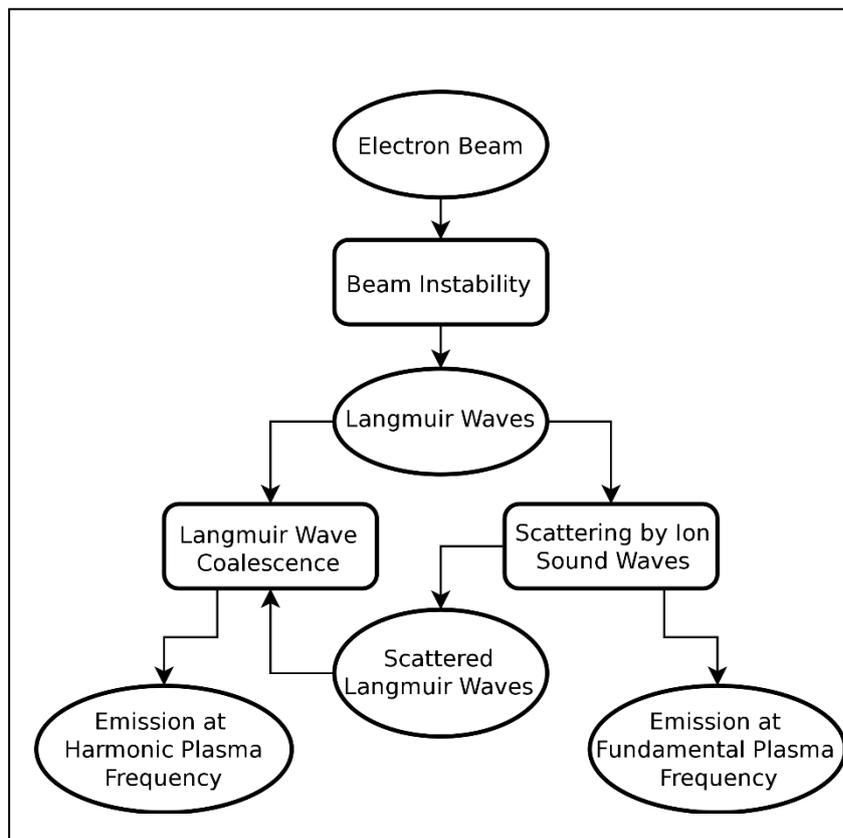


Figure 3.1 – Organigramme des étapes d'une émission plasma
source : Melrose 2009

3.3 Sursauts radio solaires

Les sursauts radio solaire sont classés par gamme fréquentielle, et la façon dont leur fréquence changent en fonction du temps. Cette variation est appelée « taux

de dérive de la fréquence ». Il existe cinq types de sursauts et quelques types secondaires : **Type I, II, III, IV, V, Autres types**. Dans cette section du chapitre on se basera plus sur le type II, car c'est l'objet de cette étude. [15]

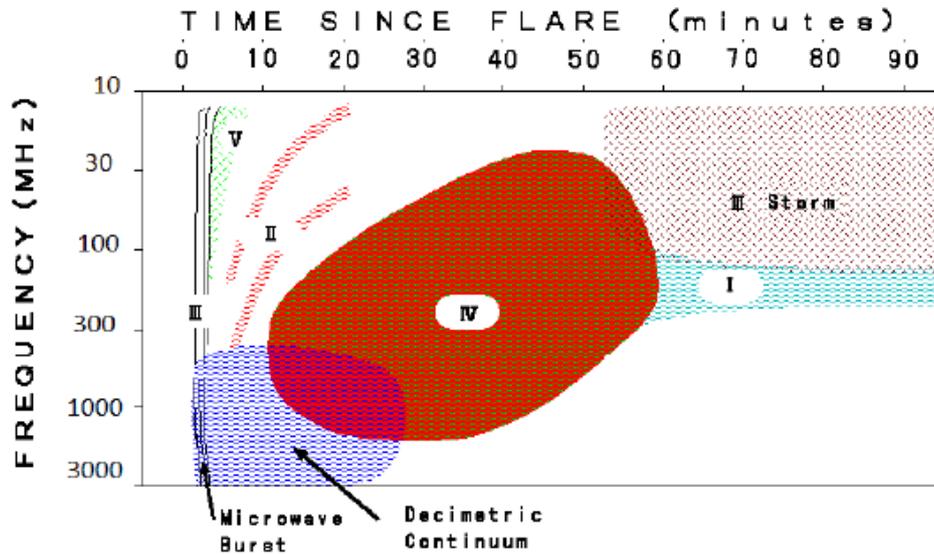


Figure 3.2 – Spectre dynamique radio des différents sursauts radio solaire et du continuum.

3.3.1 Type II

Les sursauts de type II se produisent généralement à peu près au même instant que les pic X de la CME, et dérivent lentement des hautes aux basses fréquences ($\approx 0.28 \text{ MHz s}^{-1}$), et durent généralement quelques minutes. Ils présentent souvent deux bandes d'émission distinctes qui sont interprétées comme étant des paires d'émissions plasma fondamentales-harmoniques provenant d'une seule région source. On les observe dans deux bandes : la fondamentale avec une fréquence de f_{pe} , et son harmonique avec une fréquence de $2f_{pe}$. Chaque bande se divise en deux « DH » et « DF » (le splitting ou la division). Le principal mécanisme d'émission attribué aux sursauts de type II est l'émission plasma à la fréquence fondamentale et harmonique (**section 3.2.4**).

La **Figure 3.3** montre un exemple de sursaut ou le Type III se produit avant le Type II (ce qui est souvent le cas), le sursaut de type II commence près du pic de rayon X (graphique du bas). On peut y voir les deux bandes harmoniques et fondamentale (qui sont chaque une divisée en deux), rarement on peut aussi apercevoir la trace d'un troisième harmonique. [16]

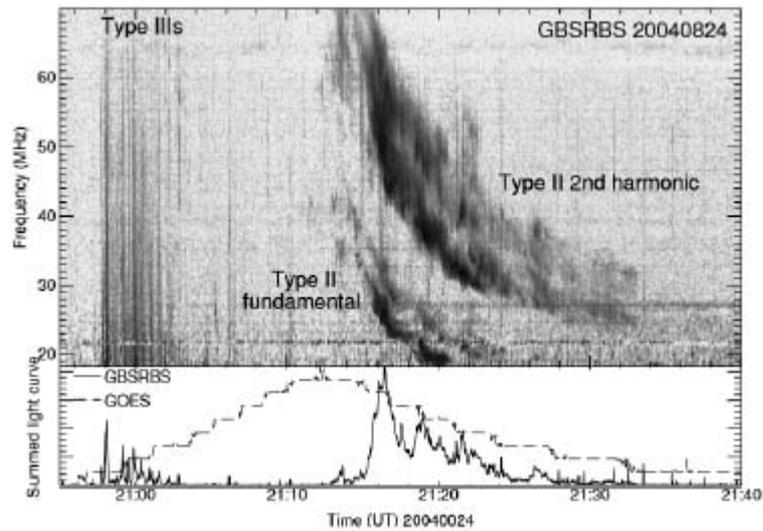


Figure 3.3 – Événement de type III/II observé par le radio télescope solaire de Green Bank (GBSRBS), le 24 août 2004. Au début (21h00) un sursaut de type III a dérivé rapidement, suivie d'un type II (Bande fondamentale et harmonique /21h14). Le panel en bas montre le rayonnement X observé par le satellite GOES, l'éruption solaire est de type B5 donc faible.

Les sursauts de type II sont associés à des éjections de masse coronale CME (ou éruptions solaires) et seraient causés par l'accélération des électrons via l'onde de choc lors d'une CME. La fréquence d'émission décroît vers des basses fréquences car elle dépend de la densité locale qui diminue généralement en fonction de la distance radiale du Soleil. Si on suppose un modèle de densité, le taux de dérive de fréquence (df/dt) peut être converti en une vitesse physique (si la densité électronique n_e est connue en fonction de la hauteur) qui désigne alors la vitesse de la perturbation se déplaçant vers l'extérieur à travers la **couronne**. Pour les émissions de type II, cette procédure donne généralement des vitesses d'environ 1 000 km/s (correspond à celle des chocs CME), ou des vitesses supérieures à celle de la vitesse d'Alfvén V_A dans la **couronne**.

Une onde de choc **MHD** ne se forme que si la vitesse de la perturbation solaire « V » dans le milieu (CMEs, éruptions) est supérieure à la vitesse locale du mode magnéto-acoustique rapide (fast-mode), qui désigne la vitesse d'Alfvén V_A pour la région de la basse couronne solaire. Le nombre de Mach d'Alfvén dans ce milieu ($M_A = V/V_A > 1$) devient "supra-Alfvénique", on suppose alors que les sursauts de type II sont les preuves de chocs dans la couronne solaire devenus visibles grâce au rayonnement radio généré par l'accélération des électrons due au choc. On peut donc dire que $M_A = V_S/V_A$, où V_S est la vitesse de choc, et V_A la vitesse d'Alfvén. [17]

La séparation de la bande fréquentielle en deux (band splitting) montre que les émissions radio proviennent des régions arrière et avant de front d'onde de choc. C'est cette propriété qui a permis de cartographier la densité électronique de ces régions. Dans la région du front d'onde de choc (**upstream region**), on caractérise le plasma par sa densité n_1 et une émission de fréquence **LFB (Lower frequency branch)**. Le plasma avant le choc (**downstream region**) est comprimé avec une

densité n_2 tel que $n_2 > n_1$, et avec la fréquence *UFB* (*Upper frequency branch*) tel que $f_{UFB} > f_{LFB}$. Il est plus approprié pour la branche de la fréquence basse (LFB) de considérer un modèle de densité coronal pour évaluer la cinématique du choc. Le choix de la région LFB pour cette étude est dû au fait que cette région correspond à l'émission coronale la moins perturbée en comparaison à la région UFB. Donc, le rapport fréquentiel f_u / f_l est lié au saut de densité à travers le choc. On sait que la fréquence du plasma $f_p \sim n^{1/2}$ alors $(n_2 / n_1) = (f_{UFB} / f_{LFB})^2 = \chi$ (la compression de la densité à travers le choc (density jump)). On estime alors le nombre de Mach d'Alfvén M_A grâce à la valeur de χ . Lors des ondes choc MHD, on a toujours une valeur de χ tel que $\chi < 4$ [18], impliquant que $f_{UFB} / f_{LFB} < 2$. Quand la vitesse de choc $V_s = dr/dt$, elle est déduite à partir de la dérive de la fréquence df/dt . La valeur moyenne de df/dt pour les sursauts métriques de type II est de l'ordre de 0.28 MHz/s. [18] Ensuite, on peut aisément déterminer la vitesse d'Alfvén grâce à la relation $V_A = V_s / M_A$. Et enfin on obtient le champ magnétique avec la relation $B = V_s / (\mu\rho)^{1/2}$.

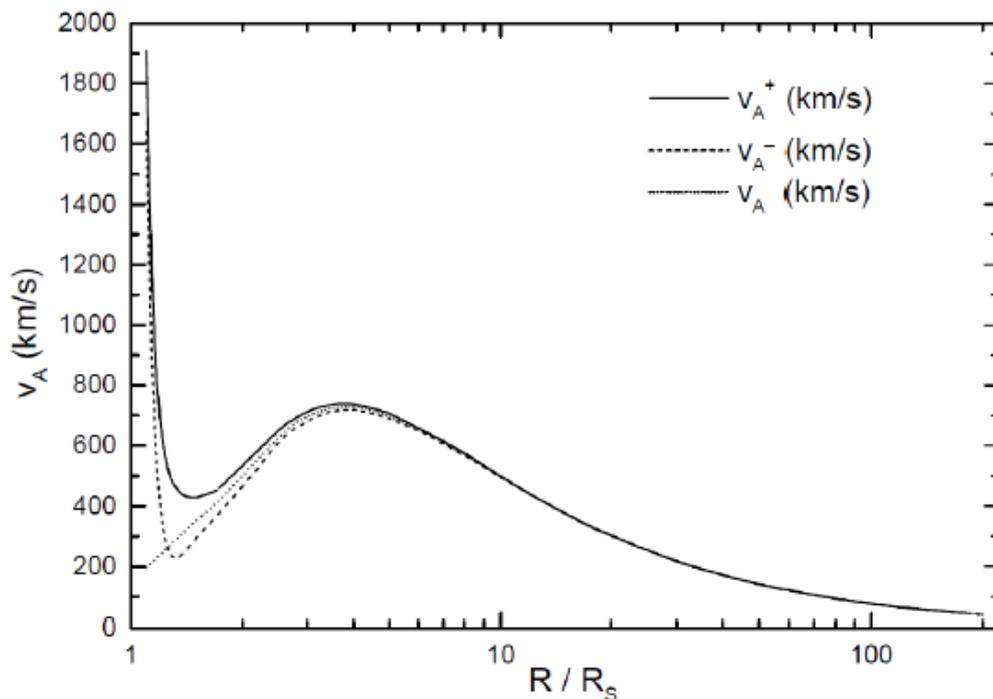


Figure 3.4 – La variation de la vitesse d'Alfvén en fonction de la distance radiale R/R_s le long d'une ligne droite loin d'une zone active pour un angle de $\theta = 45^\circ$, (v_A^+) et (v_A^-) correspondent au cas de B parallèle et antiparallèle, respectivement. La ligne en point montre le comportement de la vitesse d'Alfvén qui correspond aux champs magnétiques du Soleil calme B_{qs} . (Source : Mann et al -2003).

Étant plus visible et moins absorbée par la haute atmosphère comparée à la bande fondamentale, la bande harmonique est la plus souvent utilisée pour les calculs. Il existe systématiquement un délai entre le début de l'éruption et le déclenchement des sursauts de type II. C'est une conséquence de la variation de la vitesse d'Alfvén en fonction de la hauteur à l'intérieur de la couronne : la vitesse d'Alfvén dépend du champ magnétique et de la densité électronique, elle

est élevée dans les régions de la basse couronne où l'intensité du champ magnétique est plus importante. Mais vu que le champ magnétique B décroît en fonction de la hauteur plus rapidement que la densité n , la vitesse d'Alfvén se met à décroître avec la hauteur. [14]

Cependant, La variation de la vitesse d'Alfvén dont on parle n'est valable que quand on ne prend en considération que le champ magnétique du Soleil calme B_{\odot} , mais il existe en addition à ce champ le champ magnétique des régions actives B_r (fort au voisinage de la basse couronne). [14]

On observe le plus souvent les sursauts de type II accompagnés d'éruptions solaires, mais les récentes observations à l'aide de coronographes très sensibles démontre une relation entre les sursauts de type II et le déclenchement de CMEs. C'est notamment la concordance de la vitesse de l'onde choc MHD a celle des électrons accélérés des sursauts de type II qui a confirmé l'hypothèse que les chocs qui produisent des sursauts de type II sont causée par des CMEs, mais sans autant donner d'explication au lien avec les éruptions solaires. [14]

Cependant, la supposition que l'émission plasma résultant de l'accélération des électrons occupe tout le front d'onde de l'onde de choc (une région très large avec différentes densités électroniques) est en contradiction avec les bandes étroites et limitées du spectre radio type II. Donc, on suppose que la région d'accélération des électrons n'est pas le front d'onde mais plutôt le nez où les flancs de l'onde de choc est accéléré par la CME. [14]

Grâce à l'étude de la propagation du front des CMEs dans la gamme de l'EUV, souvent sous la forme d'un Halo, on a pu comprendre la relation unissant les CMEs et les sursauts de type II. A noter qu'ici les ondes EUV indiquent les régions sources des CMEs, et sont liées à l'accélération de celle-ci. [14]

Chapitre 04

Traitement et analyse de données

4.1 Introduction

A l'aide de différentes hypothèses, modèles, équations et à partir d'une analyse de spectres dynamiques, nous allons tenter d'estimer les paramètres physiques de la source des sursauts radio solaires. Et aussi faire une étude de différents spectres radio d'émission de type II, pour rappels ces événements sont liée aux déclenchements des éruptions solaires et CMEs.

4.2 Les modèles de densité du plasma coronale

On sait que la densité électronique n_e peut être décrite en termes de hauteur atmosphérique grâce à l'utilisation de modèles de densité. Il en existe plusieurs dont : Newkirk (1961) (1xNewkirk et 2xNewkirk), Saito (1970) (1xSaito et 5xSaito) et Gopalswamy et al. Ici nous utiliserons le modèle de Newkirk.

On rappelle que la fréquence du plasma f_p [MHz] est en fonction de la densité électronique n_e [cm^{-3}], donnée par l'équation (3.1) : $f_p = 9.10^3 \sqrt{n_e}$ (en MHz).

4.2.1 Le modèle de densité de Newkirk (1961)

Pour établir la liaison nécessaire entre la fréquence d'émission et la hauteur coronale, le modèle de Newkirk (1961) stipule que la densité électronique, a une distance héliocentrique est donnée par l'équation suivante :

$$N_e = (4,2.10^4). 10^{4,32 / R} \quad (4.1)$$

Où : R désigne la distance par rapport au centre du Soleil en unités de rayons solaires R_s .

Cependant ce qui diffère le model de Newkirk des autres est le fait qu'il ne prend pas en considération l'effet du vent solaire et n'est valable que de 1 R_s a 3 R_s . [19]

4.3 Les équations utilisées pour l'estimation de la cinématique et dynamique des sources radio.

Les équations qu'on utilisera dans ce chapitre se présentent comme il suit :

- La fréquence du plasma : $f_p = 9.10^{-3} n^{1/2}$
 - La vitesse de choc : $V_s = 2 \cdot \frac{L}{f} \frac{df}{dt}$ (km/s) ; df/dt est le taux de dérive (qu'on a partir de la dérivée du fit de UFB et LFB en fonction du temps) ; et $L = \left(\frac{1}{n} \frac{dn}{dr}\right)^{-1}$ est l'échelle de hauteur.
 - La largeur relative de la bande instantanée :
 $BDW = \Delta f/f = (f_{UFB} - f_{LFB}) / f_{LFB}$ sachant que : f_{UFB} est la branche haute fréquence et f_{LFB} est la branche basse fréquence.
 - Le saut de densité : $X = (BDW+1)^2 = n_2 / n_1$ avec : n_1 et n_2 ($n_2 > n_1$) sont les densités électroniques (cm^{-3}) relative a f_{UFB} et f_{LFB} respectivement.
 - Pour des chocs perpendiculaires ($\theta = 90^\circ$) :
- Le nombre de Mach d'Alfvén : $M_A = \left(\frac{X(X+5)}{2(4-X)}\right)^{1/2}$
 - La vitesse d'Alfvén (Km/s) : $V_A = V_s / M_A$
 - Le champs magnétique B (G) : $B = (5.1 \cdot 10^{-5}) \cdot V_A(\text{Km/s}) \cdot f(\text{MHz})$

Les équations sont démontrées dans **L'annexe A**.

4.4 Les événements choisis

Numéro	Date
01	22 Août 2015
02	22 Mai 2021
03	04 Mai 2016
04	05 Novembre 2014
05	25 Aout 2014
06	13 Juin 2010
07	16 Mars 2016

Tableau 4.1 – Référence des différents événements

4.5 Evènement 01 : 22/08/2015

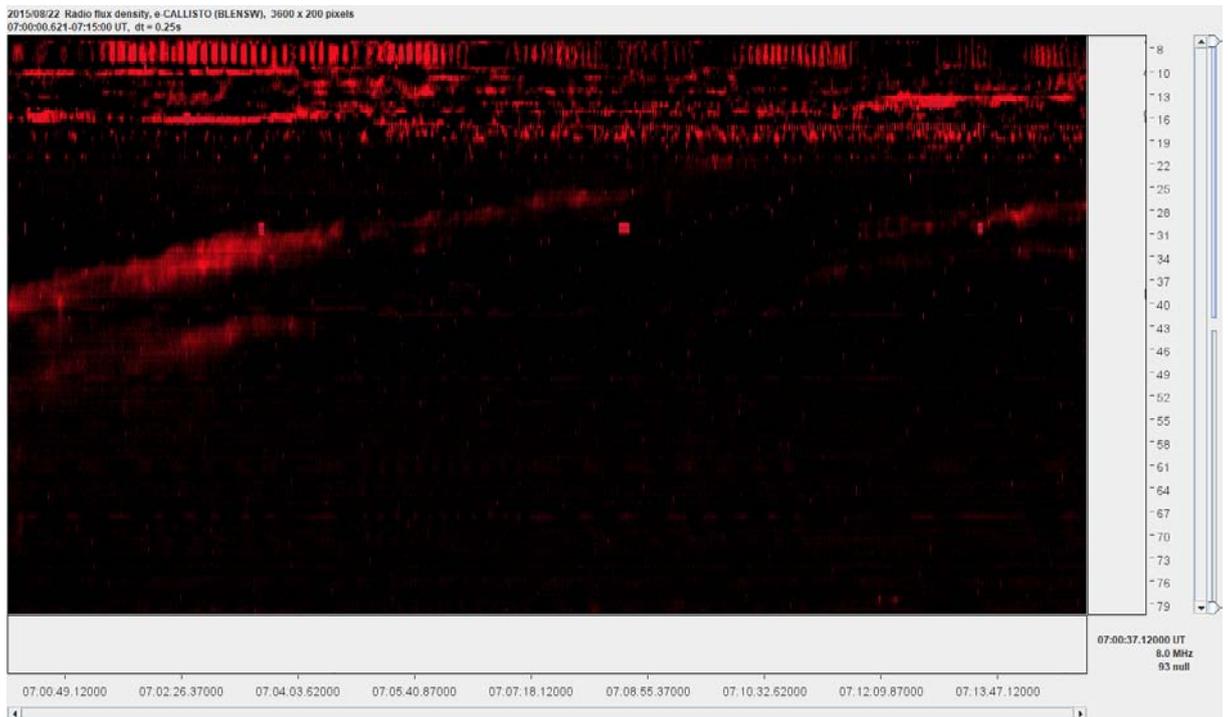


Figure 4.1 – Spectre dynamique d'un sursaut radio de type II Observée par CALISTO-BLNSW le 22 juin 2015 à 7 :00 :09 UT dans la gamme de fréquence 20-50 MHz (Source : [http:// www.e-callisto.org/](http://www.e-callisto.org/))

La figure 4.1 montre le spectre dynamique de l'évènement 01, on peut y voir la bande fréquentielle harmonique (en bas) et la bande fréquentielle fondamentale (en haut) mais elle est absorbée, on peut également apercevoir la division des deux bandes en deux branches séparées respectivement (UFB & LFB). Le traitement de cette image comprend la localisation des points manuellement à partir du spectre (sur la bande harmonique), pour obtenir le tableau UFB et LFB. La figure 4.2 montre le fit des branches UFB & LFB par ajustement d'une droite.

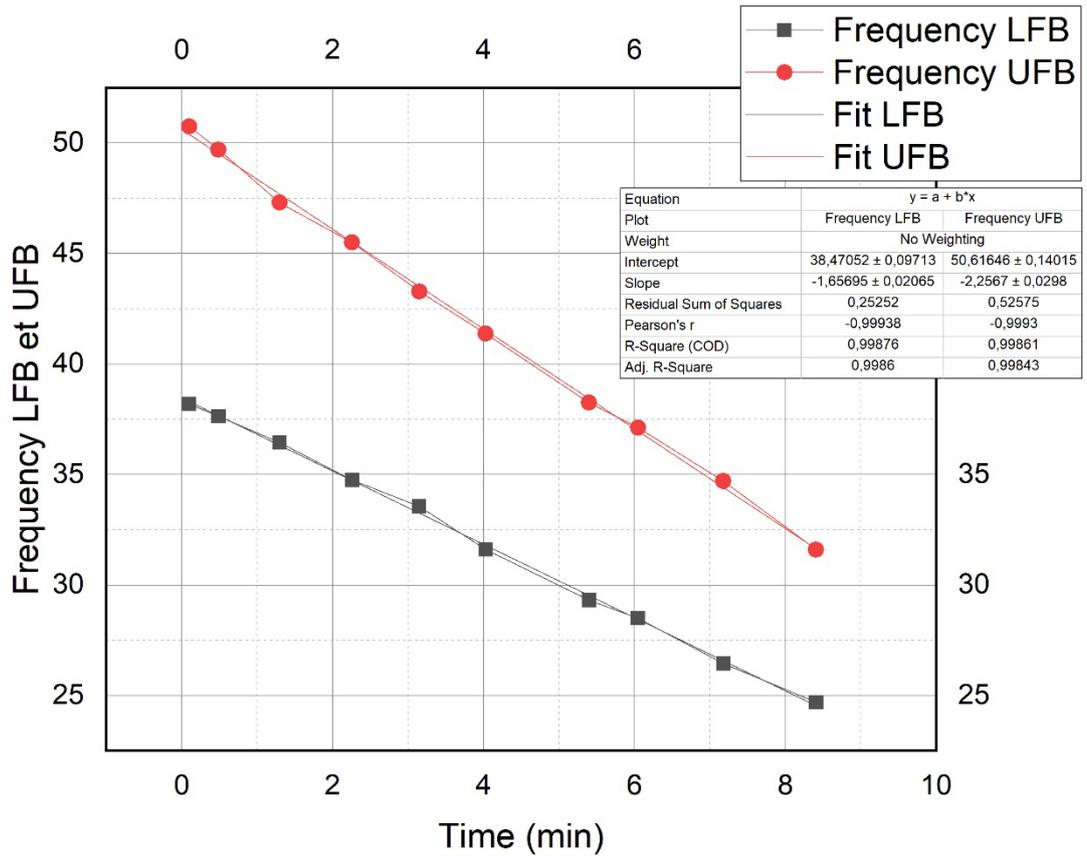


Figure 4.2 Le Fit des branches UFB & LFB par ajustement exponentiel.

Time min :sec	00 :10	00 :49	10 :30	02 :26	03 :15	04 :03	05 :40	06 :05	07 :18	08 :41
UFB MHz	50,75	49,7	47,3	45,5	43,28	41,375	38,25	37,12	34,7	31,6
LFB MHz	38,02	37,625	36,44	34,75	33,56	31,6	29,313	28,5	26,44	24,7

Tableau 4.1 – Les points de la bande harmonique pour les branches UFB & LFB.

L'événement 1 accompagné par une CME (547 Km/s) à partir de 7 h00 UT observée par l'instrument LASCO-C2/C3 (Large Angle and Spectrométrie Coronographe) a bord du télescope SoHo (Solar and Héliospheric Observatory). En plus du flare.

Les phénomènes CME, Flare qui correspondent à l'événement 1 originaire de la région active 2403, en position S14E23, de classe magnétique β - γ .

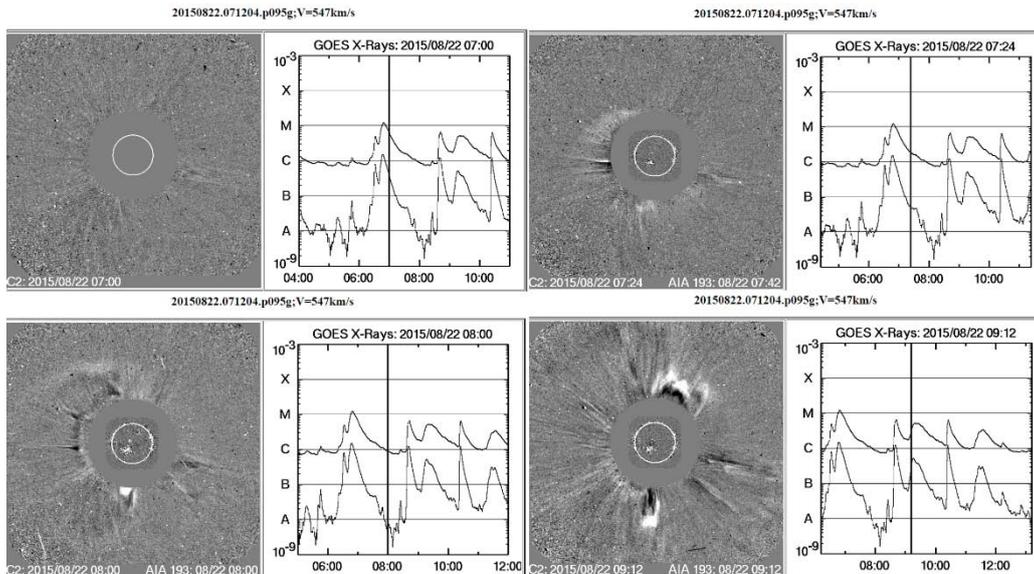


Figure 4.3 – En haut a gauche (7 :00) montre le déclenchement de la CME associé à une éruption solaire de classe M1.2, les deux images suivantes l’expansion (7 :24, 8 :12) et l’apparition du front d’onde, ensuite (9 :12) montrent la suite de l’expansion de la CME. (Source : SoHo/LASCO/C2 et SDO/AIA 193.)

Le modèle de Newkirk n’est valide que dans la couronne interne pour des hauteurs de $R/R_s = 1$ à 3, ou la densité est beaucoup plus importante, car dans ce modèle les densités électroniques restent élevées a de grandes distances du soleil car le modèle est hydrostatique. Ceci étant compatible pour des chocs de mouvement radiale.

Analyse de l’événement 01 à partir du modèle de Newkirk :

Dans cette section on prendra pour exemple $f_{LFB} = 38.2$ MHz

- On va tout d’abord calculer n à partir de la relation de la fréquence en fonction de la densité : $n = (f_{LFB} / (9 \cdot 10^{-3}))^2$. $n = 18015309 \text{ cm}^{-3}$.
 - On sait que pour le modèle de Newkirk n s’écrit par la relation suivante : $n = n_0 \cdot 10^{4.32/r}$, ou $n_0 = 4,2 \cdot 10^4$. A partir de cette relation, on tiré la hauteur de formation du choc $r = R/R_s$ qui s’écrit à son tour par : $R/R_s = \frac{4.32 \ln(10)}{\ln(\frac{n}{n_0})}$, en remplaçant : $R/R_s = 1.64$.
 - A partir des lois de la section 4.3 on calcule BDW, X et Ma : BDW = 0.328534, X= 1.765003 et Ma = 1.63438.
 - On calcule ensuite la hauteur L donnée par : $L = (\frac{1}{n} \frac{dn}{dr})^{-1}$; $L = 189524.3$ Km.
- Avec $\frac{dn}{dr}$ le dérivé de n de Newkirk.
- Avec les paramètres acquis on peut maintenant calculer la vitesse de choc V_s décrite par la relation : $V_s = \frac{2L}{f} \frac{df}{dt}$ en Km/s, df/dt est obtenue à partir du fit de LFB et UFB en fonction du temps. $V_s = 543,9141$ Km/s.
 - On peut maintenant obtenir $V_a = V_s/Ma = 332,5973$ Km/s.
 - Et enfin le champs magnétique $B = 5,1 \cdot 10^{-5} \cdot V_a$. $f_{LFB} = 0,648352$ G.

Les résultats de tous les calculs sont dans le tableau suivant :

Time UT	Frequency LFB(MHz)	n_e (cm^{-3})	R/Rs	$X = n2/n1$	Ma	Vs (Km/s)	Va (Km/s)	B (G)	β
7:00:10	38,2	18015309	1,641093	1,765003	1,63438	543,9141	332,7953	0,648352	0,147933
7:00:49	37,625	17477045	1,649347	1,744857	1,615341	525,3043	325,1972	0,624013	0,154927
7:01:30	36,44	16393501	1,667038	1,684867	1,559646	508,2513	325,876	0,605621	0,154282
7:02:26	34,75	14908179	1,694001	1,714404	1,586886	475,8362	299,8554	0,531419	0,18222
7:03:15	33,56	13904612	1,714347	1,663147	1,539835	490,8978	318,7989	0,545643	0,161208
7:04:03	31,6	12327901	1,750661	1,714359	1,586844	354,1459	223,1763	0,359671	0,328945
7:05:40	29,313	10608049	1,798212	1,702716	1,576066	332,9831	211,2749	0,315848	0,367049
7:06:05	28,5	10027778	1,816687	1,696392	1,570234	289,8798	184,6094	0,26833	0,480742
7:07:18	26,44	8630538	1,867875	1,722408	1,594327	306,4885	192,2369	0,25922	0,44335

Tableau 4.2 – Evolution du sursaut radio type II pour des conditions de chocs perpendiculaires.

4.4.1 Résultats et discussion de l'événement 01

Dans cette section, nous allons comparer les résultats de l'observation de la CME avec les données de la source radio de type II. Les paramètres physiques sont calculés à partir des données du tableau 4.1 et sont basé sur le modèle de densité coronale de Newkirk appliqué à la bande fréquentiel (LFB). Cette bande est plus appropriée car elle correspond à une zone coronale moins perturbé.

La **figure 4.4** montre les graphiques des paramètres physiques de la source radio de l'événement 01 en fonction de la distance héliocentrique (R/Rs).

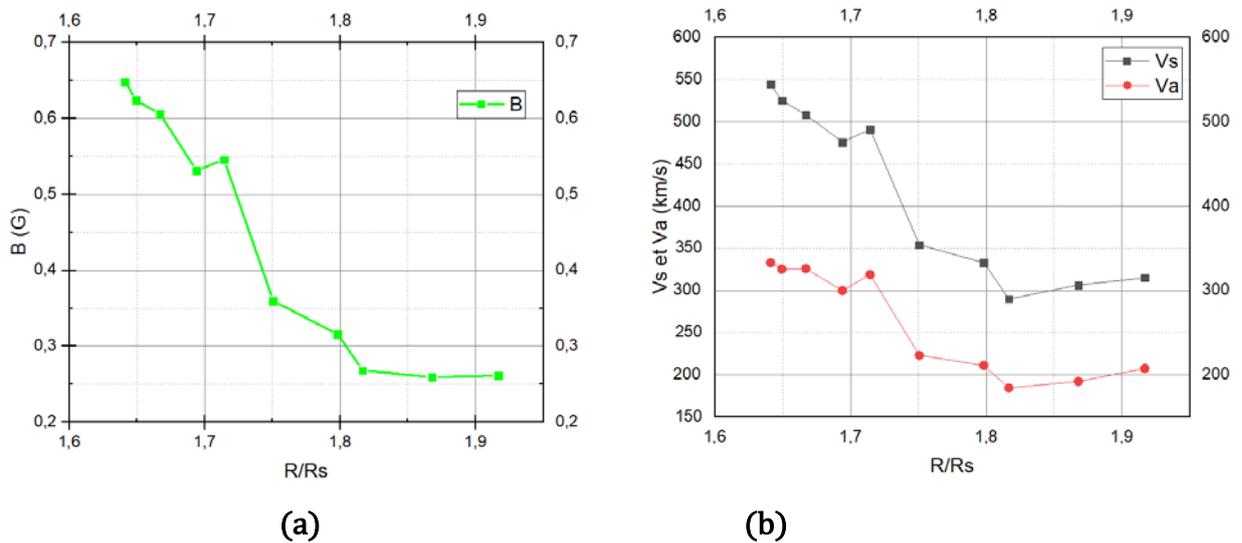


Figure 4.4 – Paramètres physiques de la source radio pour l'événement 01 : a) l'intensité du champ magnétique. b) La vitesse de choc (en noir) et La vitesse d'Alfvén (en rouge).

La **figure 4.4-a** montre la vitesse de choc (en noir) qui décroît de 544 Km/s à 476 Km/s, suivie d'une légère poussé entre 476 Km/s et 491 Km/s, puis elle décroît encore de 491 Km/s à 333 Km/s, la phase entre 290 Km/s et 315 Km/s indique une légère hausse. La décélération de la vitesse indique une phase d'accélération négative, qui est présente sur la **Figure 4.5** ou la vitesse varie de 800 Km/s à 450 Km/s on y perçoit la même phase de décélération, mesuré par les instruments de

LASCO. La vitesse moyenne mesurée était de 547,1 Km/s et la vitesse calculée à partir du modèle de Newkirk est de 543.9 Km/s.

La **Figure 4.4-a (rouge)** La vitesse d'Alfven dépend du nombre de mach d'Alfven, on peut voir que la courbe passe par une phase de décélération de 333 Km/s à 211 Km/s et pour R/Rs entre 1.64 et 1.78, puis une petite phase d'accélération de 211 Km/s à 208 Km/s et R/Rs entre 1.81 et 1.91.

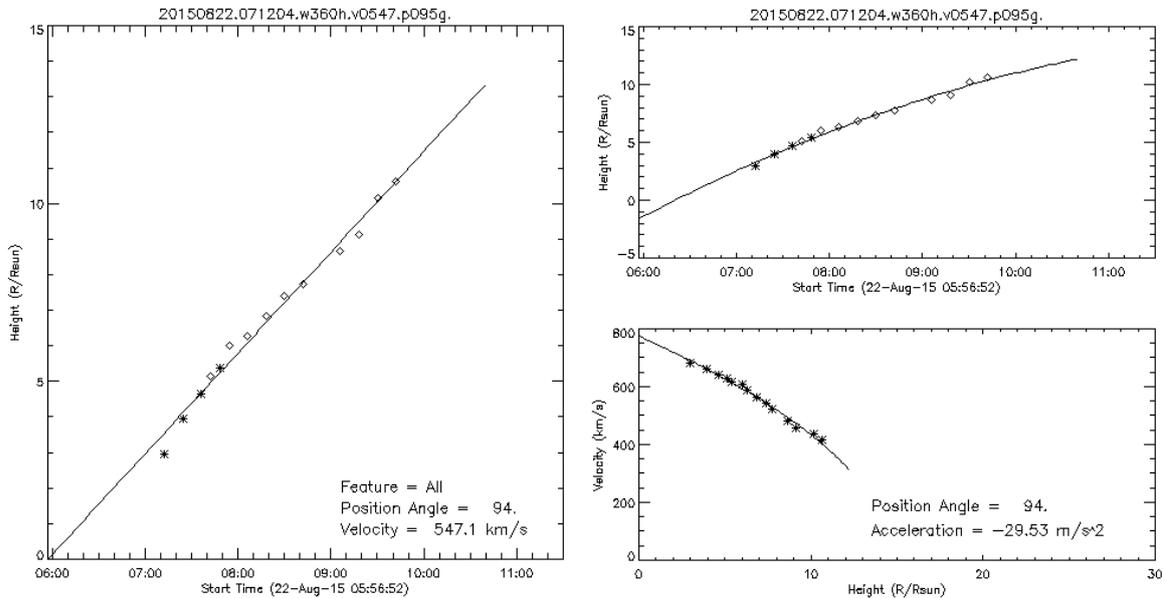


Figure 4.5 - a) Variation temporelle de la hauteur R/Rs de la CME en fonction du temps, avec un fit radiale la droite montre une vitesse moyenne de 547.1 Km/s avec un angle de position de 94 degrés. **b)** La figure du haut montre la même mesure que celle de gauche mais avec un fit d'ordre 2, cette courbe montre la décélération de la vitesse, La vitesse radiale en fonction du temps est tracée en bas et montre la décélération de la vitesse jusqu'à 450 km/s à peu près.

La **Figure 4.4-b** montre la courbe du champ magnétique coronale qui diminue continuellement de 0.648352 G à 0.261614 G à noter que pendant cette journée le milieu IP était très perturbé à cause de nombreux événements c'est pour cela qu'on voit des fluctuations dans la courbe. Ce comportement est commun à plusieurs résultats. Un fit de la courbe du champ magnétique B, B(r) le champ magnétique au-dessus d'une région coronale active donné par la relation suivante : $[B(r)=0.5(r-1)^{-1.5}]$, et la courbe du soleil calme dans la couronne donnée par l'expression : $[B(r)=a/r^2]$, nous donne la fonction suivante : $B=25,10696 r^{-7,34447}$, la recherche montre que le champ magnétique diminue tel que : r^{-3} , r^{-4} ...etc. Pour R/Rs entre 1.3 et 3, au-delà de cette région le champ magnétique coronale varie tel que $(2/r^2)$ avec des valeurs de B [5nT] au voisinage de la terre (1 U.A).

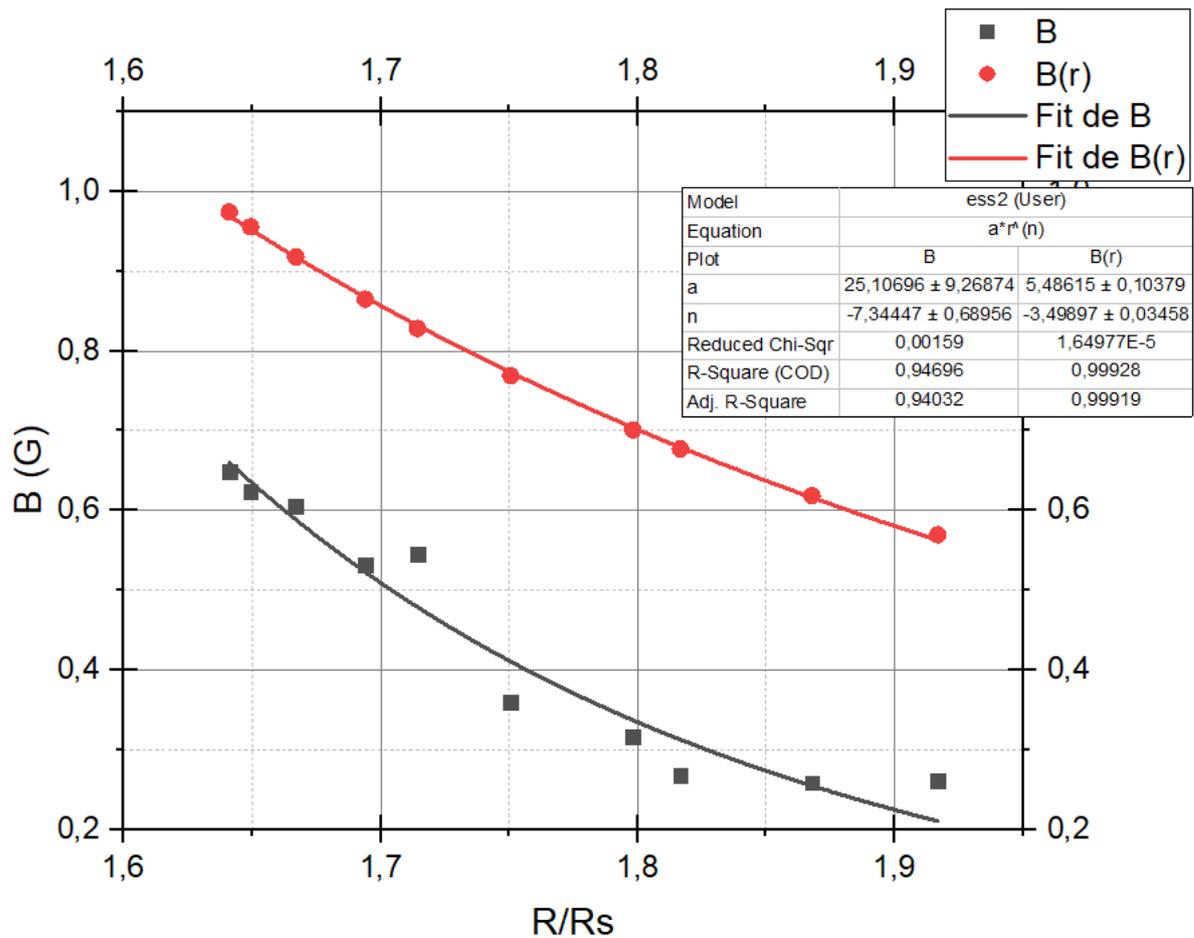


Figure 4.6 Les points démontrent les courbes et les lignes le fit correspondant. En noir le B calculé par le modèle de Newkirk, en rouge la courbe de B(r) pour une région coronale active.

On tire de la **Figure 4.2** (les données sont représentées dans le **Tableau 4.2**) le saut de densité X et le taux de dérive (df/dt), des fréquences en fonction du temps, le résultat montre un taux de dérive de (0.05-0.019) MHz/s pour la branche de basse fréquences LFB.

4.4.2 Les effets de cet événement sur le milieu interplanétaire et l'environnement terrestre.

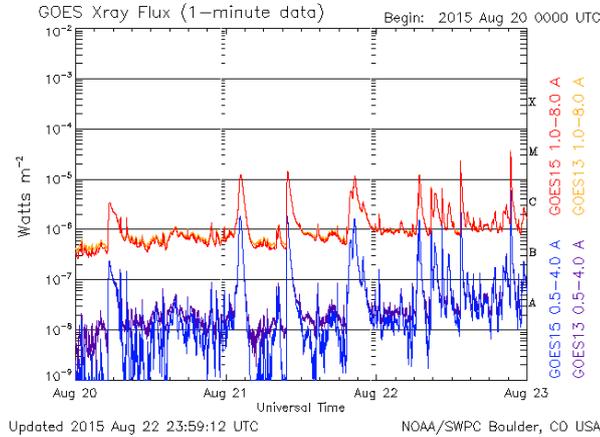


Figure 4.7 – Sursaut de rayon X observé par la sonde GOES au voisinage de l’orbite terrestre. Ce sursaut est le résultat d’une éruption solaire de classe M1.2 Ou le pic coïncide avec le début de l’observation du choc a 7h00.

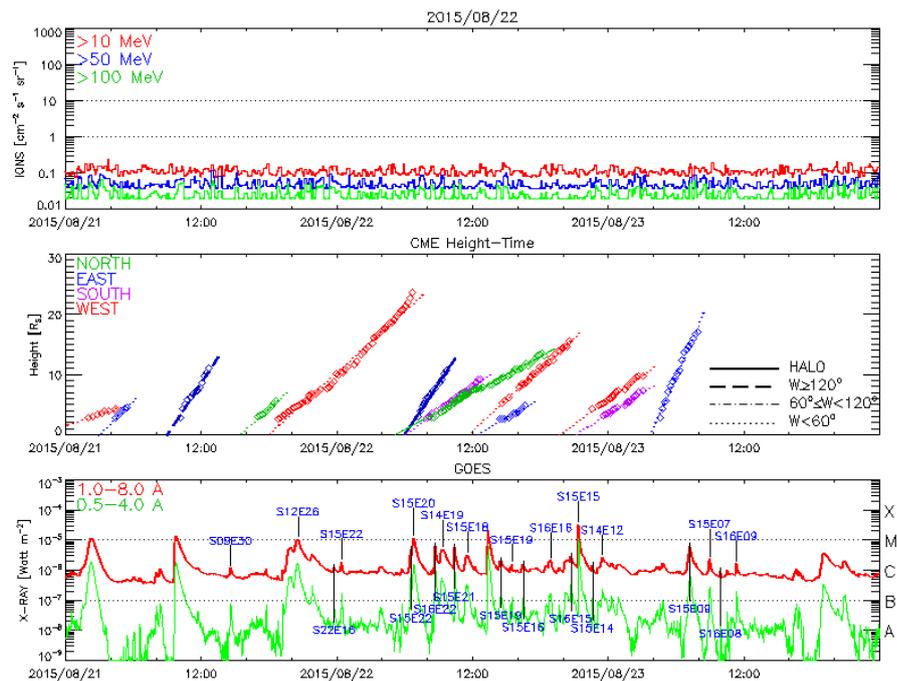


Figure 4.8 – Du haut vers le bas : le flux de proton, la hauteur des différentes CME et le flux de rayonnement X en fonction du temps (en jour), pour les trois panels.

La **Figure 4.8** : sur le premier panel on ne note aucun pic ou émission notable de protons mesuré par les instruments de GOES lors du choc. Ces protons ont des vitesses qui peuvent être grande et accéléré dans le front d'onde, et peuvent être détecté au voisinage de la terre quelques heures après le choc. Le deuxième panel montre l'évolution de la hauteur des différents CME. Le troisième panel en bas montre les pics de rayons X observée par la sonde GOES.

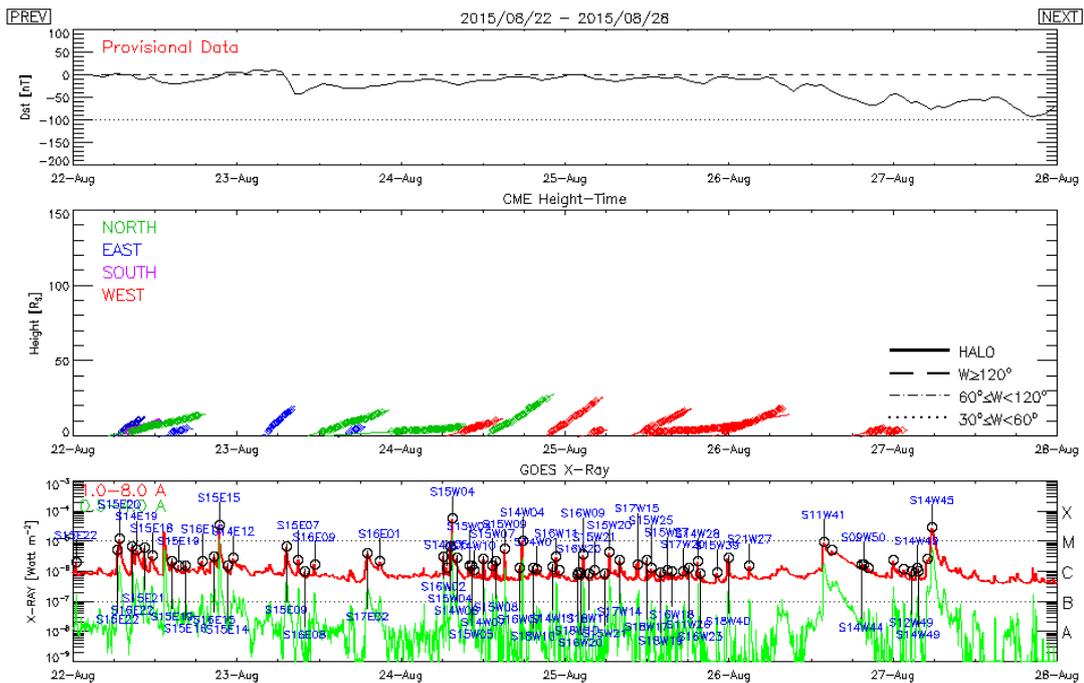


Figure 4.9 – L'évolution temporelle de l'indice DST (Disturbance Storm Time index), la hauteur héliocentrique des différents CME et le flux de rayonnement X mesurée sur 6 jours qui suivent la CME et le choc.

On sait que quand une CME se passe, elle prend 1 à 5 jours à parvenir sur terre, le panel en haut de la **Figure 4.9** montre l'évolution du DST durant les six jours qui suivent la CME et le choc. La DST est un indice qui mesure l'intensité des orages géomagnétique au niveau de la terre. Pour cet événement l'indice DST montre une diminution notable ($DST_{max}=-91$) durant la journée du 27 août, donc Cinq jours après la CME et le choc.

Le deuxième et troisième panel en bas montrent l'évolution temporelle de la hauteur ainsi que du pic de rayonnements X respectivement mesuré dans les six jours suivant la CME et le choc.

Evènements	Paramètres solaires						Paramètres terrestres			
	Vs Radio (Km/s)	Vs SoHo (Km/s)	R/Rs	B(G)	Type de flare	Class taches solaires	DST max	Kp	Tempête de protons	Orage géo-mag
01 :22/08/2015	[544 -215]	547.1	[1.64 - 1.92]	25 r- _{7,34447}	M1.2	β-γ	-91	6+	Non	Non
02 :22/05/2021	[375 -545]	366	[1.34 - 1.65]	1.43 r- ^{1.01}	C6.2	β-γ	-28	1+	Non	Non
03 :04/05/2016	[385 -571]	389.7	[1.28 - 1.46]	1.36 r- ^{0.12}	C1.3	α	-88	1-	Non	Non
04 :05/11/2014	[527 -187]	385.9	[1.10 - 1.36]	5.89 r- ^{7.15}	M7.9	β	-65	4-	Non	Oui (possible)
05 :25/08/2014	[604 -276]	555.1	[1.58 - 1.87]	29 r- ^{7.89}	M2	β	-79	1-	Non	Non
06 :13/06/2010	[454 -406]	309.5	[1.00 - 1.37]	6.03 r- ^{6.05}	M1	β	-16	2-	Non	Oui (Possible)
07 :16/03/2016	[321 -223]	592	[1.43 - 1.67]	10 r- ^{7.01}	C2.2	β	-44	3-	Oui	Non

Tableau 4.3 – Les paramètres physiques solaires calculé pour tous les événements à l'aide du modèle de Newkirk et les paramètres terrestres mesurée par les différentes sondes (Source : <http://spaceweatherlive.com/archives.html>) .

4.6 Conclusion générale

Les éruptions solaires associées aux éjections de masse coronales (CMEs), produisent des chocs dans la couronne solaire et le milieu interplanétaire. L'une des conséquences de ces chocs sont les sursauts radio de type II, se propageant à des vitesses supra-Alfvénique et produisant des bandes d'émissions fréquentielles plasma, fondamentale et harmonique. L'utilisation de modèles de densité adéquat nous permet de déterminer les paramètres physiques des événements choisis. Ici nous avons utilisé le modèle de densité de Newkirk, combiné à l'analyse du spectre dynamique d'une bande (l'harmonique dans ce cas) pour déduire les informations sur la cinématique de la source radio, tel que : la distance héliocentrique, la vitesse de choc, la densité du plasma et l'échelle de hauteur.

Pour chaque événement, un fit (exponentiel ou linéaire) a été réalisé pour compléter les parties de faible intensité (rapport de contraste trop bas) que l'on n'aperçoit pas sur le spectre dynamique. On peut y voir une caractéristique des sursauts de type II qui est la division des bandes (fondamentale et/ou harmonique) en deux branches plus fines (band-splitting). C'est grâce à cela que l'on a pu tirer d'autres paramètres de la source radio tel que : le saut de densité (X), le nombre de Mach d'Alfvén, la vitesse d'Alfvén et l'intensité du champ magnétique coronale. On remarque que pour chaque événement les résultats diffèrent. Si le jour de cet événement le milieu est perturbé (plusieurs chocs), la vitesse calculée s'éloigne de la vitesse du CME associé à ce même choc, mesurée par des sondes spatiales. Ainsi les événements (1,2,3,4,5 et 6) montrent une bonne concordance avec la fourchette de vitesse de choc calculée par la méthode radio. Cependant l'événement 7 ne montre pas une aussi bonne concordance, probablement car le milieu était perturbé (autres chocs, ou présence de streamers).

Des études suggèrent que des protons très énergétiques peuvent être accélérés dans le front d'onde de choc de la bulle CME. Ils atteignent la terre quelques heures après l'éruption et peuvent perturber le matériel de mesure présent dans les satellites et éroder les panneaux solaires. Environ deux jours après l'éruption solaire, les conséquences du choc MHD arrivent sur terre et déclenchent des orages géomagnétiques qui influent le champ magnétique terrestre qui devient perturbé, au sol cela se traduit par des pertes matérielles très coûteuses (les installations électriques, les réseaux téléphoniques et informatiques). Les sursauts radio de type II de par leur association avec les CMEs, nous offrent une opportunité de diagnostiquer les perturbations avant même leur arrivée sur terre, et de sonder la couronne solaire et le milieu interplanétaire.

Bibliographie

- [01] Jean Lilensten and Pierre-Louis Blelly. Du Soleil à la Terre. *Collection Grenoble France, 1999.*
- [02] Timothy A Webb, David F et Howard. Ejections de masse coronale : observations. *Living Reviews in Solar Physics, 9 :3.*
- [03] Shlermeler, Quirin (3 March 2005). "Solar wind hammers the ozone layer". *News@nature*. doi:10.1038/news050228-12.
- [04] "Geomagnetism Frequently Asked Questions". *National Geophysical Data Center. Retrieved 21 October 2013.*
- [05] Chow, Tai L. (2006). Introduction to electromagnetic theory: a modern perspective. *Jones & Bartlett Learning. ISBN 978-0-7637-3827-3.*
- [06] Merrill, Ronald T. (2010). Our Magnetic Earth: The Science of Geomagnetism. *University of Chicago Press. ISBN 978-0-226-52050-6.*
- [07] Parks, George K. (1991). Physics of space plasmas: an introduction. Redwood City, Calif. : Addison-Wesley. ISBN 978-0201508215.
- [08] K. Rawer. Wave Propagation in the Ionosphere. Kluwer Acad.Publ., Dordrecht 1993.
- [09] « Le Champ Magnétique Interplanétaire (CMI) | Aide | SpaceWeatherLive.com ». <https://www.spaceweatherlive.com/fr/aide/le-champ-magnetique-interplanetaire-cmi.html>.
- [10] « Les latitudes basses, moyennes et hautes | Aide | SpaceWeatherLive.com ». <https://www.spaceweatherlive.com/fr/aide/les-latitudes-basses-moyennes-et-hautes.html>.
- [11] « L'indice Kp | Aide | SpaceWeatherLive.com ». <https://www.spaceweatherlive.com/fr/aide/l-indice-kp.html>.
- [12] SpaceWeatherLive.com. « Magnetometers | Disturbance storm time ». <https://spaceweatherlive.com/fr/activite-aurorale/magnetometres.html>.
- [13] « Total Electron Content | NOAA / NWS Space Weather Prediction Center. <https://www.swpc.noaa.gov/phenomena/total-electron-content>.
- [14] McCauley, P. I. (2019). Radio Burst and Circular Polarization Studies of the Solar Corona at Low Frequencies. *arXiv preprint arXiv:1912.01747*.
- [15] Une revue des radiations solaires de type iii. *Recherche en astronomie et astrophysique, 14:773.*
- [16] E YaZlotnik, AKlassen, K-LKlein, HAurass, and GMann. Third harmonic plasma emission in solar type ii radiobursts. *Astronomy and Astrophysics, 331:1087–1098, 1998.*
- [17] IH Cairns and RD Robinson. Herring bone bursts associated with type ii solar radio emission. *Solar physics, 111(2):365–383,1987.*
- [18] ER Priest. Solar magnetohydrodynamics, reidel publ. *Co., Dordrecht, Holland, 1982.*
- [19] Koutchmy, S. Étude hydrodynamique du grand jet coronal ne observé à l'éclipse du 7 Mars 1970. *Sol Phys 24, 373–384 (1972).*

- [20] Eric Priest. *Magnetohydrodynamics of the sun*. Cambridge University Press, 2014.
- [21] GA Dulk and DJ McLean. Coronal magnetic fields. *Solar Physics*, 57(2):279–295, 1978.
- [22] Bojan Vršnak, Jasmina Magdalenic, H Aurass, and G Mann. Band-splitting of coronal and interplanetary type ii bursts-ii. Coronal magnetic field and alfvén velocity. *Astronomy & Astrophysics*, 396(2):673–682,2002.

Annexe A

Démonstration des paramètres physiques

A.1 vitesse de choc V_s nombre de Mach d'Alfven M_A et le champ magnétique B

A.1.1 La vitesse de choc V_s

Le spectre radio de Callisto montre la variation de la fréquence en fonction du temps :

$$\frac{df}{dt} = \frac{df}{dr} \frac{dr}{dt} = V_s \frac{df}{dr} \quad (\text{A.1})$$

Où : df/dt est le taux de dérive et $V_s = dr/dt$ est la vitesse de choc du vent solaire. On sait que la fréquence du plasma s'exprime avec la relation suivante : $f = 9 \times 10^{-3} n^{1/2}$ (en MHz).

En sachant que n dépend de r tel que : $n=n(r)$ en cm^{-3} , on calcule l'expression théorique df/dr de l'équation de f et on trouve :

$$\frac{df}{dr} = \frac{9}{2} 10^{-3} n^{-\frac{1}{2}} \frac{dn}{dr} \quad (\text{A.2})$$

En remplaçant dans l'équation A.1, on obtient :

$$\frac{df}{dt} = V_s \frac{df}{dr} = V_s \frac{9}{2} \cdot 10^{-3} \cdot n^{-\frac{1}{2}} \cdot \frac{dn}{dr} = \frac{V_s}{2} \cdot 9 \cdot 10^{-3} \cdot n^{-\frac{1}{2}} \cdot \frac{1}{n} \frac{dn}{dr} = \frac{V_s}{2} \cdot f \cdot \frac{1}{n} \frac{dn}{dr} \quad (\text{A.3})$$

Si on développe l'équation A.3 on trouve :

$$\frac{1}{f} \frac{df}{dt} = \frac{V_s}{2} \frac{1}{n} \frac{dn}{dr} = \frac{V_s}{2 \left(\frac{1}{n} \frac{dn}{dr} \right)^{-1}} = \frac{V_s}{2L} \quad (\text{A.4})$$

Tel que :

$$L = \left(\frac{1}{n} \frac{dn}{dr} \right)^{-1} \quad (\text{A.5})$$

C'est l'échelle de la hauteur.

On tire de l'équation A.4 la vitesse de choc V_s tel que :

$$V_s = 2L \frac{1}{f} \frac{df}{dt} \quad (\text{A.6})$$

A.1.2 Nombre de Mach d'Alfven M_A

La compression du plasma induit la division (splitting) du spectre de type II harmonique. Donc la bande fréquentielle qui correspond à une densité n plus grande et une fréquence f la plus grande est la région contractée par le Soleil.

- La relative largeur de la bande instantanée BDW s'écrit tel que :

$$BDW = \frac{\Delta f}{f} = \frac{f_{ufb} - f_{lfb}}{f_{lfb}} \quad (A.7)$$

Avec $f \sim n^{1/2}$:

$$BDW = (n_2^{1/2} - n_1^{1/2})/n_1^{1/2} = \left(\frac{n_2}{n_1}\right)^{1/2} - 1 = X^{1/2} - 1 \quad (A.8)$$

Avec $X = n_2/n_1$:

Donc:

$$BDW + 1 = X^{1/2}$$

$$X = (BDW + 1)^2$$

On appelle X le saut de densité (**Density jump**).

Le nombre de Mach d'Alfven est définie comme le rapport de la vitesse de choc V_s et la vitesse d'Alfven dans le milieu V_A :

$$M_A = \frac{V_s}{V_A} \Rightarrow V_A = \frac{V_s}{M_A} \quad (A.9)$$

- Pour des chocs perpendiculaires ($\theta = 90^\circ$) :

$$M_A = \left(\frac{X(X+5)}{2(4-X)}\right)^{1/2} \quad (A.10)$$

A partir de la relation (5.48) de saut (continuité) de Rankine-hugoniot [20]

$$(V_1^2 - XV_{A1}^2)^2 X C_{S1}^2 + \frac{1}{2} V_1^2 \cos^2 \theta [X(\gamma - 1) - (\gamma + 1)] \\ + \frac{1}{2} V_{A1}^2 V_1^2 \sin^2 \theta [\gamma + X(2 - \gamma)] V_1^2 - XV_{A1}^2 [(\gamma + 1) - X(\gamma - 1)] = 0$$

Pour $\theta = 90^\circ$:

$$(V_1^2 - XV_{A1}^2)^2 X \left(\frac{C_{S1}}{V_{A1}}\right)^2 + \frac{1}{2} V_1^2 X [\gamma + X(2 - \gamma)] V_1^2 - XV_{A1}^2 [(\gamma + 1) - X(\gamma - 1)] = 0$$

$$\text{Avec : } \gamma = \frac{5}{3}, M_A^2 = \left(\frac{V_1}{V_{A1}}\right)^2 \text{ et } \frac{\beta\gamma}{2} = \left(\frac{C_{S1}}{V_{A1}}\right)^2$$

Où : γ est le rapport des chaleurs spécifiques, β est le plasma- β qui est le rapport entre la vitesse du son et la vitesse d'Alfven et C_s c'est la vitesse du son.

$$\Rightarrow (M_A^2 - X)^2 X \frac{5\beta}{6} + \frac{1}{6} M_A^2 X [(5 + X) M_A^2 + 2X'X - 4] = 0$$

- Pour les faibles plasma- β ($\beta \ll 1$) :

$$M_A = \left(\frac{X(X+5)}{2(4-X)}\right)^{1/2}$$

A.1.3 Champ magnétique B

$$\text{on a : } V_A = \frac{B}{\sqrt{\mu\rho}} \Rightarrow B = V_A \sqrt{\mu\rho}$$

$$\text{où } \rho = n_e m_e + n_p m_p \approx n_p m_p$$

$$\Rightarrow B = V_A \sqrt{\mu n m_p} = V_A n^{1/2} \sqrt{\mu m_p}$$

En (mks) :

$$\mu = 4\pi 10^{-7} \text{ H m}^{-1} \text{ et } m_p = 1.672 \times 10^{-27}$$

$$B = V_A n^{1/2} \sqrt{4\pi 10^{-7} \times 1.672 \times 10^{-27}} = V_A n^{1/2} \sqrt{4\pi \times 1.672} \times \sqrt{10^{-34}}$$

$$B = 4.58 \times 10^{-17} \times n^{1/2} V_A$$

$$f = 9 \times 10^3 n_e^{1/2} (\text{cm}^{-3}) (\text{Hz}) \Rightarrow n_e^{1/2} (\text{cm}^{-3}) = \frac{f}{9 \times 10^3}$$

$$B = 4.58 \times 10^{-17} \frac{f}{9 \times 10^3} (\text{Hz}) (\text{cm}^{-3})^{1/2} \times V_A$$

$$B = 4.58 \times 10^{-17} \frac{f}{9 \times 10^3} (\text{Hz}) (\text{m}^3) \times V_A$$

$$B = 0.51 \times 10^{-17} f V_A \text{ en (MKSA)}$$

$$B = 5.1 \times 10^{-18} f (\text{Hz}) V_A (\text{m/s})$$

$$B = 5.1 \times 10^{-18} (f \times 10^{-6}) \times 10^6 (V_A \times 10^{-3}) 10^3$$

$$B (\text{Tesla}) = 5.1 \times 10^{-17} f (\text{MHz}) V_A (\text{km/s}) \text{ en (SI)}$$

Il faut convertir en Gauss (CGS), sachant que 1 Tesla = 10^4 Gauss :

$$B (\text{Gauss}) = 5.1 \times 10^{-9} f V_A \times 10^4$$

$$B (\text{Gauss}) = 5.1 \times 10^{-5} f (\text{MHz}) V_A (\text{km/s})$$