N° d'ordre : 09/Master/PR/PH/2023

République Algérienne Démocratique de Populaire

Ministère de l'enseignement supérieur et de la recherche scientifique

Université des Sciences et de la Technologie Houari Boumediene

جامعة هواري بومدين
للعلوم والتكنولوجيا
USTHB

FACULTÉ DE PHYSIQUE

MÉMOIRE DE MASTER

Domaine : Sciences de la matière

Filière : Physique

Spécialité : Physique des Rayonnements

par :

SALEM MOHAMED

Etude des sursauts radio solaires de type II avec le réseau de récepteurs radio CALLISTO en utilisant différents modèles de densité coronale

---

Présenté le 21 juin 2023, devant le jury composé de :

A. KELLOU	Pr	USTHB	Président
W. YAHYA-CHERIF	CP	USTHB	Examinateur
K. DAIFFALLAH	DR	CRAAG	Encadrant
I. BOUDIBA	AR	CRAAG	Invité

Résumé

Dans cette étude, nous nous sommes penchés sur l'analyse des sursauts radio liés aux éruptions solaires et aux éjections de masse coronale (CMEs). Ces phénomènes explosifs se propagent à travers la couronne solaire à des vitesses supra-Alfvéniques et interagissent avec le plasma environnant, créant ainsi des chocs magnétohydrodynamiques. Ces chocs engendrent des sursauts radio de type II qui sont visibles dans le spectre dynamique des récepteurs radio solaires. Pour mener nos recherches, nous avons exploité les données provenant du réseau international de radiotélescopes e-Callisto, incluant un instrument Callisto récemment installé à la station CRAAG de Boumerdes. L'objectif principal de notre étude était (i) de déterminer le modèle adéquat de densité coronale pour étudier ces sursauts radio solaires, (ii) de mesurer les paramètres physiques du plasma à l'origine de ces éruptions dans la couronne solaire.

Mots clés : Physique solaire, physique des plasmas, sursauts radio solaires, couronne solaire, éruption solaire, éjections de masse coronale.

Abstract

In this study, we focused on analyzing radio bursts associated with flares and coronal mass ejections (CMEs). These explosive phenomena propagate through the solar corona at supra-Alfvénic speeds and interact with the surrounding plasma, resulting in magneto-hydrodynamic shocks. These shocks give rise to Type II radio bursts that are visible in the dynamic spectrum of solar radio receivers. To conduct our research, we utilized data from the international network of radio telescopes, e-Callisto, which includes a recently installed Callisto instrument at the CRAAG station in Boumerdes. The primary objectives of our study were (i) to determine the appropriate coronal density model for studying these solar radio bursts, and (ii) to measure the physical parameters of the plasma responsible for these eruptions in the solar corona.

key words : Solar physics, plasma physics, solar radio bursts, solar corona, flares, coronal mass ejections.

Table des matières

Introduction générale **7**

1 Généralité sur le Soleil **8**

1.1 Le Soleil 8

1.2 La structure du Soleil 9

1.2.1 Le noyau 9

1.2.2 La zone radiative 9

1.2.3 La zone Convective 9

1.2.4 Photosphère 9

1.3 L'atmosphère solaire 10

1.3.1 La chromosphère 10

1.3.2 La zone de transition : chromosphère-couronne 10

1.3.3 La couronne solaire 10

1.4 Le vent solaire 11

1.5 L'activité solaire 12

1.5.1 Taches solaires 12

1.5.2 Cycle solaire 12

1.5.3 Eruptions Solaires (Flares) 13

1.5.4 Ejections de Masse Coronale (CMEs) 14

1.6 Relation Soleil-Terre 16

1.6.1 L'indice K_p 17

1.6.2 L'échelle G 17

1.6.3 L'indice Perturbation Tempête Temps (Dst) 17

2 Les sursauts radio solaires **18**

2.1 Introduction 18

2.2 Les mécanismes d'émission radio solaire 19

2.2.1 L'émission de plasma 20
2.3 Sursaut radio solaire de type II 22

3 Les modèles de densité coronale 26
3.1 Le modèle de densité de Newkirk (1967) 27
3.2 Le modèle de densité de Saito (1970) 28
3.3 Le modèle de densité de Baumbache 28
3.4 Le modèle de densité de Leblanc (1998) 28
3.5 Le modèle de densité de Gopalswamy (1998) 29
3.6 Le modèle de densité de Guharthakurta (1999) 29

4 Traitement et analyse des données 31
4.1 Introduction 31
4.2 L'événement 1 du 13 Juin 2010 32
4.2.1 L'analyse de spectre dynamique 32
4.2.2 Le choix de modèle de densité 34
4.3 Mésures des paramètres physique de la source radio 36

Conclusion 40

A Analyse de deux événements 43
A.1 L'événement 2 du 14 Décembre 2022 43
A.2 L'événement 3 du 10 Mai 2022 44

B CALLISTO e-CALLISTO 47

C Démonstration des paramètres physiques 49
C.1 La vitesse du choc V_s : 49
C.2 Nombre de Mach d'Alfvén M_A 50
C.3 Champ magnétique B 51

Table des figures

1.1 La structure du Soleil 8
1.2 Un groupe de taches solaires observé par le satellite SOHO. La tache centrale mesure 15 000 kilomètres dans sa plus grande largeur.SOHO/MDI (ESA/NASA). 10
1.3 Granulation solaire photographiée au Big Baer Solar Observatory 10
1.4 Image composite révélant les détails de la couronne solaire lors de l'éclipse totale du 26 février 1998 observée au Vénézuela. Crédit : Cyril Birnbaum/Ciel et Espace 11
1.5 Vitesses du vent solaire mesurées par la sonde Ulysse à différentes latitudes. A gauche, le soleil est dans un minimum d'activité (calme). A droite, le soleil est dans un maximum d'activité (agité). Crédit : ULYSSES/ESA 12
1.6 Cycles des taches solaires de 1750 à 2025. @(SWPC) 13
1.7 Une éruption solaire qui apparaît comme une tâche très brillante à droite. Image prise le 12 janvier 2015 à 23h24 UT. Source : NASA/SDO. 14
1.8 Image d'une éjection de masse coronale, prise le 21 février 2000 01h54 UT. Source NASA/ESA/SoHO/LASCO. 15
1.9 Schéma des relations Soleil-Terre. Les tailles et les distances dans ce schéma ne sont pas à l'échelle. (ESA). 16

2.1 Le spectre dynamique radio des différents sursauts radio solaire et du continuum. 19
2.2 Les fréquences caractéristiques de l'atmosphère solaire basées sur des modèles standard ; les faibles hauteurs sont proches des régions actives. Crédit d'image : Gary et Hurford (2005) 20
2.3 Le schéma ci-dessus décrit différent stages d'émission de plasma, qui est responsable de la plupart des des sursauts radio solaires. Crédit d'image : Melrose (2009). 21

2.4 Événement classique de type III/II observé par le radio télescope solaire de Green Bank (GBSRBS) le 24 Aout 2004. Au début de l'éruption solaire (21h00), un groupe de sursaut de type III à dérive rapide est observé, suivi de bandes fondamentale- harmonique de type II à dérive lente (21h14). Les deux bandes montrent une division évidente. Le panneau en bas montre les pics de rayons X associées au deux types de sursauts observées par le satellite GOES. L'éruption solaire est de type B5, et donc elle est faible. 23

2.5 A gauche, des images successives de l'expansion d'une CME avec l'observa- tion d'une onde de choc frontale (Solar Dynamics Observatory @ EUV 193 Å). A droite, un CME où l'on peut voir l'expansion de la bulle magnétique (flux rope) ainsi que l'obser- vation d'un choc latérale dans le flanc à gauche de la bulle (SoHo). Source : Gopalswamy, 2010 Springer book presentation 25

3.1 Fréquence du plasma en fonction de la distance héliosphérique pour le modèle de densité de Newkirk 27

4.1 Spectre dynamique d'un sursaut radio de type II observé par CALLISTO-OOTY (Inde) le 13 juin 2010 à 05 :29 :38 UT. 32

4.2 Image (6h30) montre le déclenchement du CME associé à une éruption solaire de classe M1 (5h30). Séquences d'images prises par les sondes SoHO/LASCO/C2 et SDO/AIA 193. 33

4.3 Le spectre après traitement et après localisation manuelle des branches UFB et LFB 33

4.4 Le fit des branches UFB et LFB par un ajustements polynomiale en fonction du temps 34

4.5 Evolution temporelle de la hauteur R/R_s de la source radio de type II (quatre modèles de densités : 1xNewkirk (ligne bleu), 2xNewkirk (ligne noire), 2xSaito (points rouge), Leblanc (ligne vert)) comparé à l'évolution temporelle de la hauteur de l'onde EUV mésuré par SDO et SOHO (traits violette). 36

4.6 Le taux de dérive (df/dt) de l'émission (à gauche) et le saut de densité χ (density jump) en fonction la distance héliocentrique 38

4.7 Paramètres physiques de la source radio pour l'événement de 13 Juin 2010. Les valeurs ont été déterminées par rapport aux fréquences centrales de la branche basse fréquence de l'émission radio. 38

4.8 la courbe rouge un fit en puissance du champ magnétique coronale B(r) de la source radio, les autres courbes montrent les déffirents types des champs magnétiques coronales 39

A.1 Spectre dynamique d'un sursaut radio de type II observé par e-CALLISTO (AUSTRALIA-ASSA) le 14 Décembre 2022 à 04 :14 :00 UT 43
A.2 Paramètres physiques de la source radio pour l'événement 2 de 14 Décembre 2022. 44
A.3 Les courbes montre un fit en puissance de champ magnétique coronale B(r) de la source radio, du Soleil calme dans la couronne, au-dessus d'une région active (taches solaires) et le champ magnétique coronale au voisinage de la terre 45
A.4 Spectre dynamique d'un sursaut radio de type II observé par e-CALLISTO (GLASGOW) le 10 Mai 2022 à 14 :00 :00 UT. 45
A.5 Paramètres physiques de la source radio pour l'événement 3 de 10 Mai 2022. . . 46
A.6 Les courbes montre un fit en puissance de champ magnétique coronale B(r) de la source radio, du Soleil calme dans la couronne, au-dessus d'une région active (taches solaires) et le champ magnétique coronale au voisinage de la terre 46

B.1 Le réseau e-Callisto dans le monde (10 Juin 2023). Source : e-Callisto website . . 48
B.2 A gauche l'antenne du Callisto dans la station CRAAG à Boumerdes. A droite l'analyse du spectre radio observé par le Callisto de Boumerdes. 48

Liste des tableaux

1.1 Classification de l'intensité des flares basée sur les valeurs du pic du flux de X mesuré par GOES entre 0,1 et 0,8 nm 14

4.1 Les résulats de la branche haute fréquence (UFB) et de la branche basse fréquence (LFB) 34

4.2 L'évolution temporelle de la hauteur R/R_s de la source radio type II pour les différents modèles de densité 1xNewkirk, 2xNewkirk, 2xSaito et Leblanc. 35

4.3 Évolution de sursaut radio de type II pour les conditions de choc perpendiculaire. 37

B.1 Les caractéristiques principale de CALLISTO. 47

Introduction générale

Le Soleil, notre étoile la plus proche, exerce une influence majeure sur notre environnement spatial et la Terre elle-même. Les phénomènes dynamiques qui se produisent sur le Soleil, tels que les éruptions solaires et les éjections de masse coronale (CMEs), jouent un rôle crucial dans la compréhension de la relation complexe entre le Soleil et la Terre. Parmi ces événements, les sursauts radio solaires de type II ont attiré l'attention des chercheurs en raison de leur lien avec les éruptions solaires et les CMEs, ainsi que de leur potentiel pour étudier la densité coronale.

Dans le cadre de ce projet de fin d'études, nous nous concentrons sur l'étude des sursauts radio solaires de type II en utilisant le réseau de récepteurs radio e-CALLISTO. Ce réseau mondial de récepteurs permet une surveillance continue des signaux radio émis par le Soleil dans une large gamme de fréquences. En combinant les données de ce réseau avec différents modèles de densité coronale.

Le premier chapitre de ce travail vise à établir une généralité sur le Soleil, en se concentrant sur sa structure externe et interne, ainsi que sur la relation solaire-terre. Nous explorerons la structure en couches du Soleil, en mettant l'accent sur l'atmosphère solaire. De plus, nous discuterons de l'interaction entre le Soleil et la Terre, en mettant en évidence l'impact des éruptions solaires et des CMEs sur notre environnement spatial.

Dans le deuxième chapitre, nous nous pencherons sur les sursauts radio solaires, en mettant l'accent sur les sursauts de type II. Nous examinerons les caractéristiques observées de ces sursauts radio et discuterons des mécanismes physiques qui les génèrent. Nous explorerons également les avancées récentes dans la compréhension des sursauts de type II.

Dans le troisième chapitre, nous aborderons les différents modèles de densité utilisés pour l'étude des sursauts radio solaires de type II. Nous discuterons des approches couramment utilisées pour estimer la densité coronale et examinerons les limitations de ces modèles.

Enfin, le dernier chapitre de ce trvail se concentrera sur l'analyse et le traitement des données d'un événement de sursaut radio solaire de type II. Nous présenterons une méthodologie détaillée.

Chapitre 1

Généralité sur le Soleil

1.1 Le Soleil

Le Soleil est une étoile, tout comme celles que l'on peut observer la nuit, mais qui se trouve bien plus proche de nous. Situé à près de 150 millions de kilomètres de la Terre, il fournit à notre planète assez de chaleur pour que les êtres vivants puissent prospérer. Le Soleil a un diamètre d'environ 1,3 million de kilomètres, ce qui correspond à 109 fois celui de la Terre. En son centre, la température atteint environ 15 millions de degrés Celsius, alors que la surface du Soleil, c'est-dire sa partie visible, a une température de quelque 5 500 °C. Il est composé principalement de gaz et de plasma. La masse totale du Soleil est estimée à environ $1,989110^{30}$ kg.

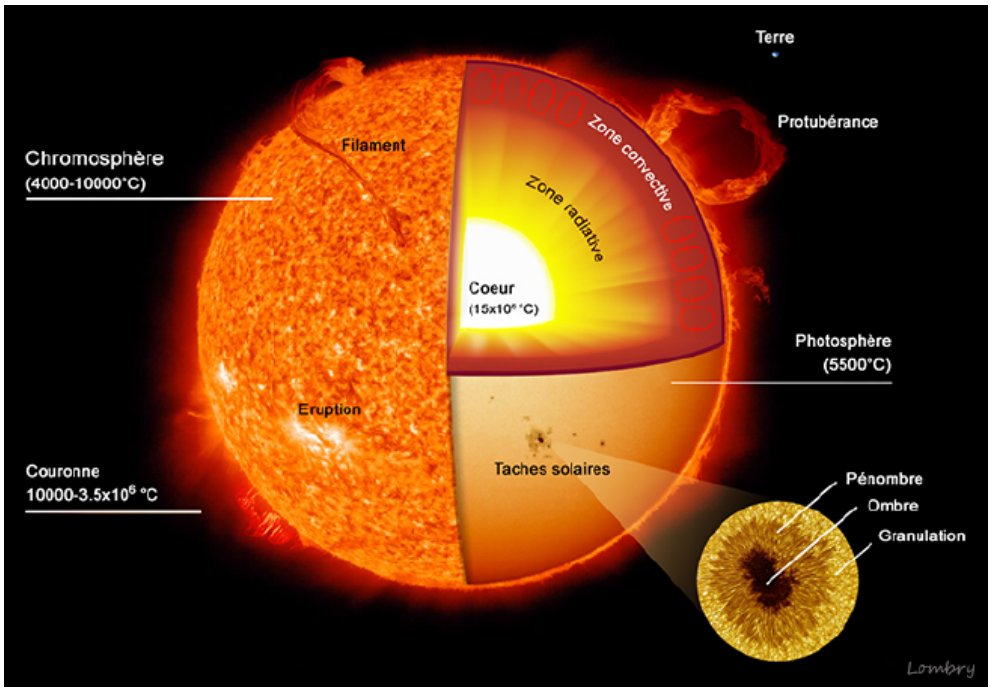

FIGURE 1.1 – La structure du Soleil

1.2 La structure du Soleil

1.2.1 Le noyau

Le noyau est le lieu où la fusion nucléaire produit toute l'énergie du Soleil. La température au centre atteint 15 millions de degrés, mais décroît à mesure que l'on s'éloigne de celui-ci. Lorsqu'elle descend à 7 millions de degrés, la chaleur produite n'est plus suffisante pour maintenir les réactions de fusion.

1.2.2 La zone radiative

La partie interne du Soleil, qui englobe son cœur, est caractérisée par un transport d'énergie par radiation. Cette zone est le théâtre de nombreuses interactions entre les photons et les différents éléments présents, qui entraînent des phénomènes d'absorption-réémission des photons plusieurs millions de fois, les ralentissant et dégradant leur énergie. Le temps de diffusion des photons est extrêmement long, atteignant jusqu'à un million d'années, alors que la lumière émise depuis la surface du Soleil n'a besoin que de 8 minutes pour parvenir jusqu'à la Terre. La température de la partie la plus externe de cette région s'élève à 2 millions de degrés.

1.2.3 La zone Convective

L'énergie y est transférée vers l'extérieur grâce à de tumultueux mouvements convective du plasma, où des bulles de matière chaude montent, se refroidissent et redescendent. Ces mouvements sont responsables de la granulation visible à la surface de la photosphère.

1.2.4 Photosphère

La surface du Soleil, également appelée photosphère. Elle s'étend sur quelques centaines de kilomètres et marque une frontière entre l'intérieur du Soleil et son atmosphère, qui se compose de la chromosphère et de la couronne (voir ci-dessous).

La température à la surface du Soleil est d'environ 6 000 °C. La surface n'est pas homogène, elle est caractérisé par plusieurs structures (taches solaires, granulations, écoulements, boucles magnétiques ....).

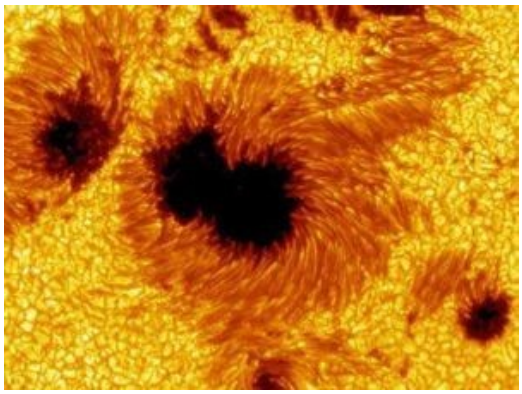

FIGURE 1.2 – Un groupe de taches solaires observé par le satellite SOHO. La tache centrale mesure 15 000 kilomètres dans sa plus grande largeur.SOHO/MDI (ESA/NASA).

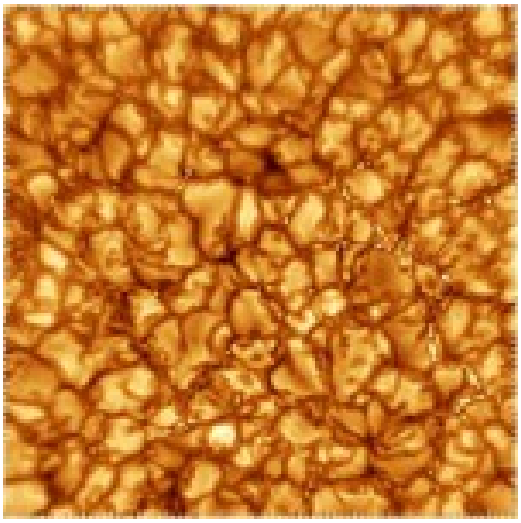

FIGURE 1.3 – Granulation solaire photographiée au Big Baer Solar Observatory

1.3 L'atmosphère solaire

1.3.1 La chromosphère

La chromosphère est la couche inférieure de l'atmosphère solaire et contribue très peu au rayonnement solaire. D'une épaisseur moyenne de 2 000 à 3 000 km, elle est très hétérogène et sa température atteint plusieurs milliers de degrés, augmentant en s'éloignant de la surface pour atteindre 20 000 °C. Bien qu'elle ne soit visible que pendant de courtes périodes lors d'éclipses totales, elle est le théâtre d'une intense activité, étant le lieu de naissance des éruptions solaires, des phénomènes violents qui peuvent se propager sur des centaines de milliers de kilomètres en quelques minutes.

1.3.2 La zone de transition : chromosphère-couronne

Elle Caractérisée par une augmentation soudaine de la température, atteignant jusqu'à un million de degrés en s'éloignant de la surface solaire. Cette élévation de température est attribuée à des effets du champ magnétique, impliquant des mécanismes complexes qui sont actuellement étudiés à l'aide de nombreux sondes spatiales tel que SOHO, SDO, Stereo .....

1.3.3 La couronne solaire

Elle représente la couche externe de l'atmosphère solaire qui s'étend sur plusieurs rayons solaires et se mélange avec le milieu interplanétaire. Elle possède une température d'environ un million de degrés et une densité environ 10^{12} fois moins dense que la photosphère. Cependant, la

couronne est souvent difficile à observer en raison de la brillance éblouissante de la photosphère, sauf lors des éclipses totales du Soleil. En dehors de ces moments rares, les scientifiques doivent utiliser des coronographes, qui cachentent la lumière émise par la photosphère, pour étudier la couronne.

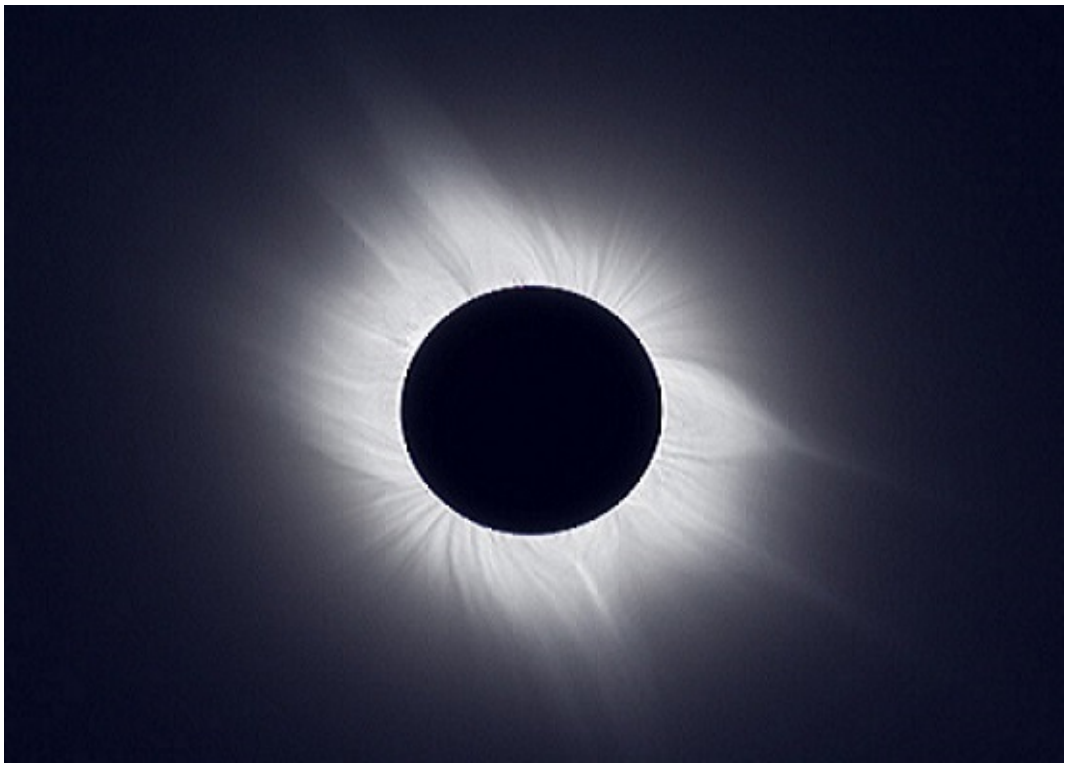

FIGURE 1.4 – Image composite révélant les détails de la couronne solaire lors de l'éclipse totale du 26 février 1998 observée au Vénézuela. Crédit : Cyril Birnbaum/Ciel et Espace

1.4 Le vent solaire

Il est l'ensemble des particules chargées émises par le Soleil. La composante rapide du vent solaire une moyenne de (800 km/s) est émise à travers les trous coronnaux alors que la composante lente une moyenne de (300 km/s) est émise à travers les jets coronnaux. L'interaction de ces vents avec la Terre donne naissance aux orages magnétiques qui se manifestent dans la magnétosphère terrestre. La haute température de la couronne fait que même la force de gravité ne permet pas de retenir ces particules qui s'échapent du Soleil. Cependant, l'origine de la composante rapide est encore une source de nombreux débats. Cette question est reliée notamment à la problématique du chauffage de la couronne.

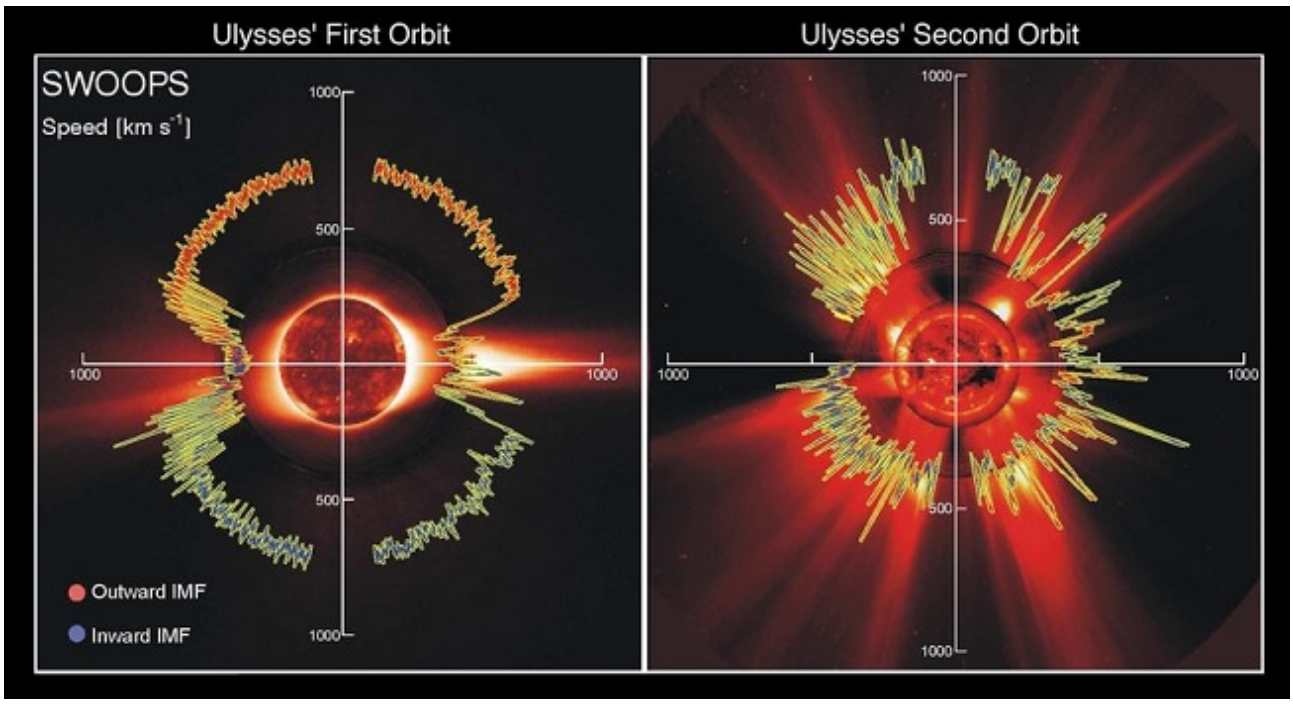

FIGURE 1.5 – Vitesses du vent solaire mesurées par la sonde Ulysse à différentes latitudes. A gauche, le soleil est dans un minimum d'activité (calme). A droite, le soleil est dans un maximum d'activité (agité). Crédit : ULYSSES/ESA

1.5 L'activité solaire

1.5.1 Taches solaires

Les taches solaires sont des régions sombres temporaires qui apparaissent sur la surface du Soleil. Elles sont causées par l'émergence des champs magnétiques intenses qui bloquent la convection thermique à la surface du Soleil, créant des zones plus froides qui apparaissent sombres en contraste avec les régions environnantes plus lumineuses. Les taches solaires peuvent varier considérablement en taille, depuis de petites taches de quelques milliers de kilomètres de diamètre jusqu'à de grandes régions qui peuvent atteindre plusieurs dizaines de milliers de kilomètres de diamètre.

1.5.2 Cycle solaire

Le cycle solaire est une période d'environ 11 ans au cours de laquelle l'activité solaire, y compris les taches solaires et les éruptions solaires, varie de manière significative. Le cycle solaire est causé par des changements dans le champ magnétique du Soleil qui affectent la production de taches solaires.

Au début du cycle solaire, l'activité magnétique du Soleil est relativement faible et il y a peu de taches solaires. Au fur et à mesure que le cycle progresse, l'activité magnétique devient

plus fort et les taches solaires deviennent plus fréquentes et plus grandes. À la fin du cycle, cette activité diminue à nouveau et le nombre de taches solaires diminue.

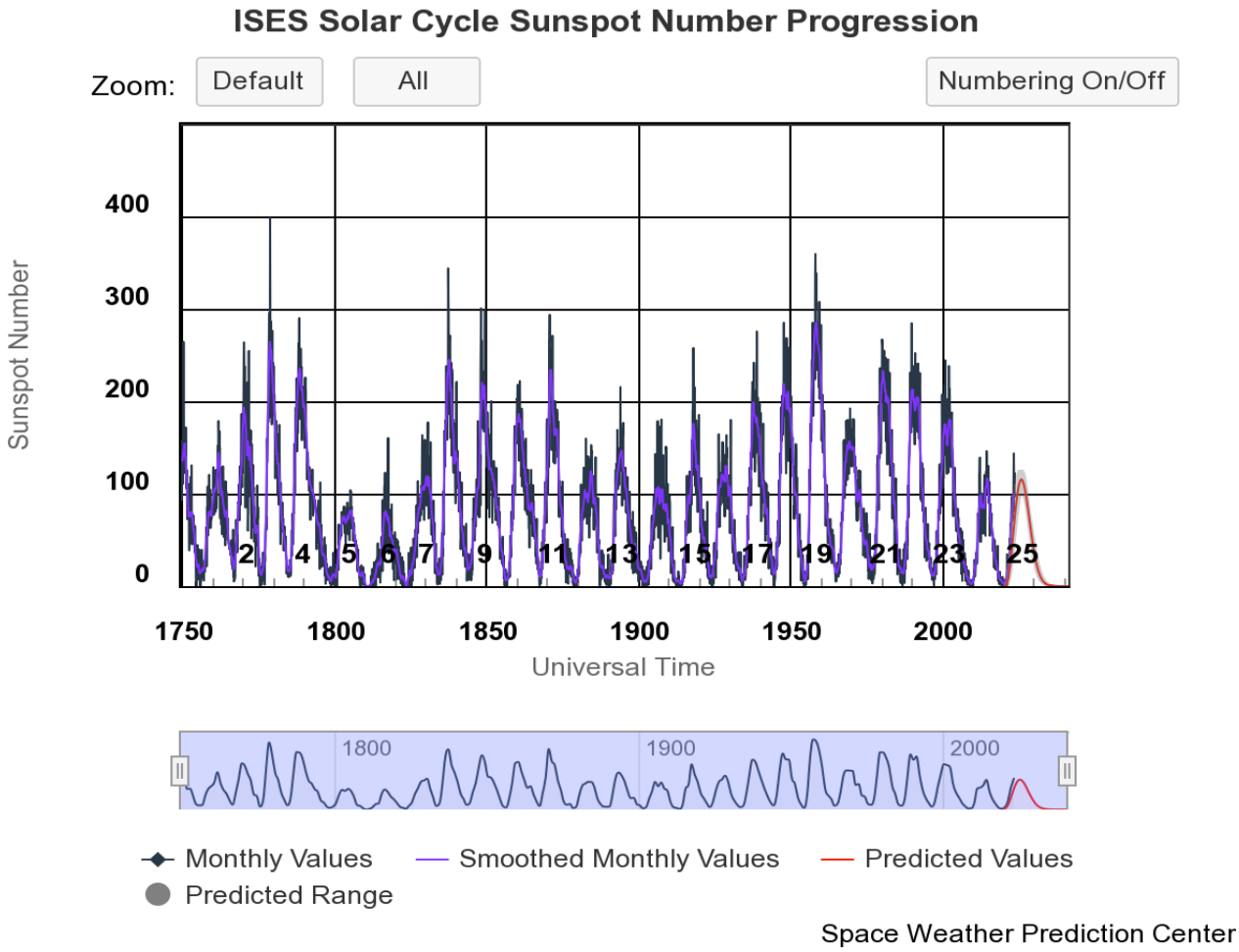

FIGURE 1.6 – Cycles des taches solaires de 1750 à 2025. @(SWPC)

1.5.3 Eruptions Solaires (Flares)

Les éruptions solaires sont des événements violents qui se produisent à la surface du Soleil et qui libèrent de grandes quantités d'énergie et de particules dans l'espace. Elles sont causées par le réconnexion des lignes de champs magnétique et se produisent principalement dans la couronne solaire, la région la plus externe de l'atmosphère du Soleil.

Il existe plusieurs types d'éruptions solaires, chacun ayant une intensité et une durée différentes. Les éruptions solaires peuvent être classées en fonction de la quantité d'énergie qu'elles libèrent. Les plus faibles sont les éruptions de classe C, suivies des éruptions de classe M, qui sont plus fortes, et enfin les éruptions de classe X, les plus violentes.

Classes 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	$> 10^{-4}$

TABLE 1.1 – Classification de l'intensité des flares basée sur les valeurs du pic du flux de X mesuré par GOES entre 0,1 et 0,8 nm

Lorsqu'une éruption solaire se produit, elle libère de l'énergie sous forme de rayonnements électromagnétiques, tels que les rayons X et les rayons gamma, ainsi que de particules chargées, comme les électrons et les protons. Ces particules se déplacent dans l'espace sous l'influence du champ magnétique du Soleil et peuvent être détectées par des satellites et des instruments au sol.[1]

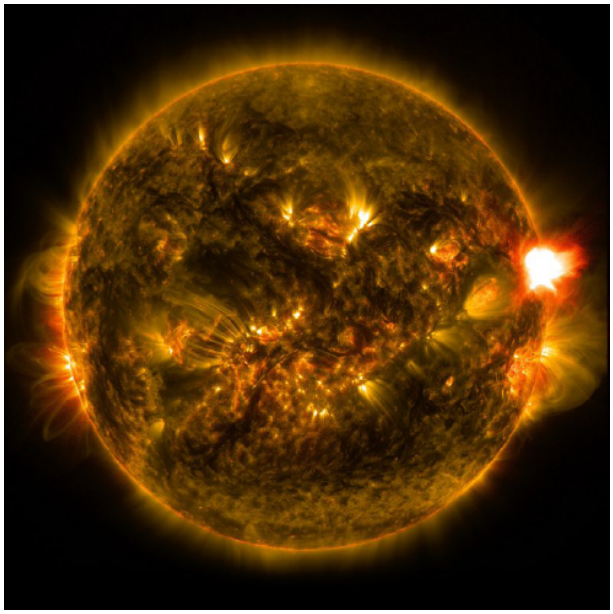

FIGURE 1.7 – Une éruption solaire qui apparaît comme une tâche très brillante à droite. Image prise le 12 janvier 2015 à 23h24 UT. Source : NASA/SDO.

1.5.4 Ejections de Masse Coronale (CMEs)

Les éjections de masse coronale (Coronal Mass Ejection) sont des événements violents qui se produisent au niveau de la chromosphère et la couronne solaire et qui libèrent de grandes quantités de plasma et de particules dans l'espace. Elles sont généralement associées aux éruptions solaires et peuvent avoir des effets importants sur l'environnement spatial et la technologie terrestre. Lorsqu'une éruption solaire se produit, elle peut provoquer une CME en expulsant des particules chargées de la couronne solaire. La CME se compose d'un nuage de plasma chaud

et magnétisé qui est éjecté dans l'espace à des vitesses allant de quelques centaines à plusieurs milliers de kilomètres par seconde. Ce nuage peut contenir des milliards de tonnes de matière et peut parcourir des millions de kilomètres dans l'espace avant de rencontrer un autre corps céleste, comme la Terre.

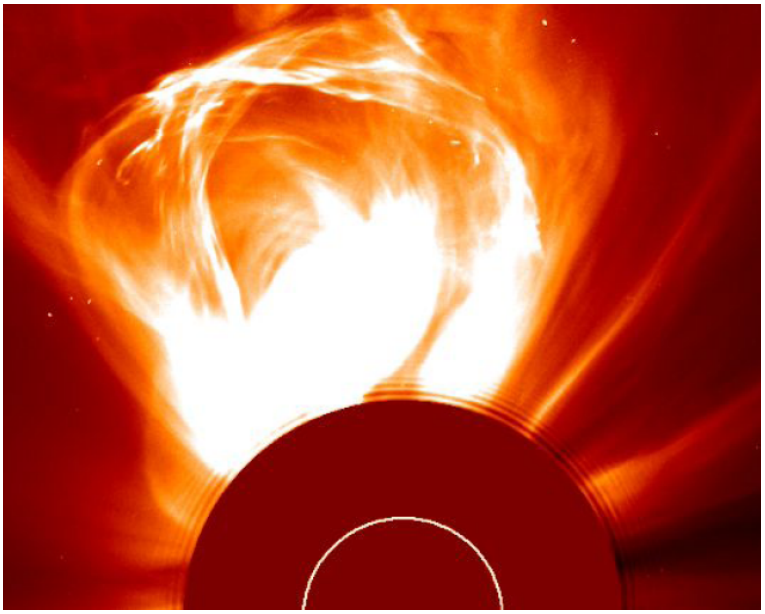

FIGURE 1.8 – Image d'une éjection de masse coronale, prise le 21 février 2000 01h54 UT. Source NASA/ESA/SoHO/LASCO.

Lorsqu'une CME rencontre la Terre, elle peut provoquer des perturbations importantes dans le champ magnétique de la planète. Les particules chargées du plasma peuvent interagir avec le champ magnétique terrestre et causer des tempêtes géomagnétiques qui peuvent perturber les communications radio, les réseaux électriques et les systèmes de navigation. Les CMEs peuvent également être responsables de phénomènes lumineux tels que les aurores boréales et australes.[2]

Les CME peuvent être détectées grâce aux satellites qui surveillent le Soleil et l'espace environnant. Les scientifiques peuvent mesurer la vitesse de la CME en utilisant les données des satellites, en particulier les mesures de la vitesse d'Alfvén. La vitesse d'Alfvén est la vitesse à laquelle une perturbation magnétique se propage dans un plasma, et elle est souvent utilisée pour mesurer la vitesse des CMEs.

Une autre mesure importante des CMEs est la vitesse de choc. Lorsqu'une CME interagit avec l'environnement spatial, elle crée une onde de choc qui se propage devant le nuage de plasma. Cette onde de choc peut se déplacer à des vitesses supérieures à la vitesse de la CME elle-même. La vitesse de choc peut également être mesurée à l'aide de données satellitaires, et elle est importante pour comprendre les effets des CME sur la Terre et les autres corps célestes.

1.6 Relation Soleil-Terre

Le Soleil est une source d'énergie qui émet différents types de rayonnements électromagnétiques, de particules chargées et de champs magnétiques. Ces émissions peuvent varier en intensité en fonction du cycle d'activité solaire. Lorsqu'elles atteignent la Terre, ces émissions peuvent perturber les technologies de communication, les satellites et les réseaux électriques. Les effets peuvent inclure des interférences mineures avec les communications radio et la navigation, des pannes de satellites et des perturbations des réseaux électriques. Les éruptions solaires et les éjections de masse coronale (CMEs) sont deux des phénomènes solaires les plus connus qui peuvent causer ces perturbations. Les protons solaires peuvent également avoir des effets sur les technologies embarquées dans les satellites, notamment sur les micro-ordinateurs et les panneaux solaires.

Enfin, les perturbations dans le champ magnétique terrestre provoquées par l'interaction du vent solaire avec la couronne et le milieu interplanétaire peuvent déclencher des orages géomagnétiques qui peuvent causer des aurores polaires et des perturbations importantes dans les réseaux électriques, les télécommunications et les pipelines.

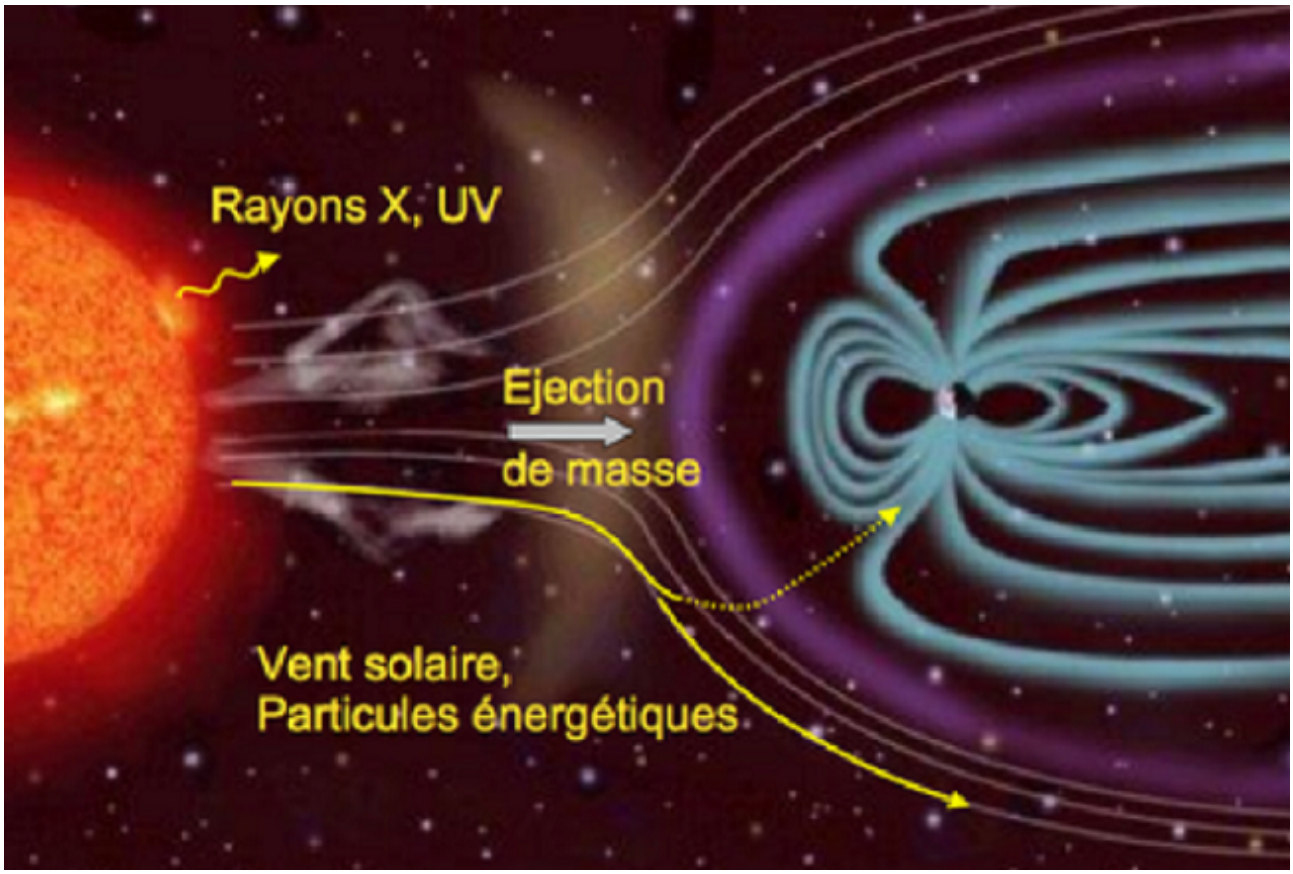

FIGURE 1.9 – Schéma des relations Soleil-Terre. Les tailles et les distances dans ce schéma ne sont pas à l'échelle. (ESA).

Nous pouvons quantifier ces perturbations au niveau de la terre par plusieurs critères :

1.6.1 L'indice K_p

L'indice Kp décrit la perturbation du champ magnétique terrestre causée par le vent solaire. Plus le vent solaire souffle rapide, plus les turbulences sont importantes. L'indice varie de 0, pour une faible activité à 9, ce qui signifie qu'une tempête géomagnétique intense est en cours.[3]

Il est important de noter que l'indice Kp ne permet pas de prédire avec certitude l'intensité des aurores boréales. Il donne néanmoins une bonne idée de ce à quoi il faut s'attendre.

1.6.2 L'échelle G

L'échelle G est un système de 5 niveaux utilisé pour mesurer l'intensité des tempêtes géomagnétiques qui affectent la Terre.

Chaque niveau de l'échelle G correspond à une intensité croissante des tempêtes géomagnétiques, avec des effets de plus en plus importants sur les systèmes électroniques et électriques. Les tempêtes géomagnétiques de niveau G3 et supérieur peuvent causer des perturbations significatives dans les réseaux électriques et de communication, ainsi que des aurores boréales et australes plus intenses et visibles à des latitudes plus basses que d'habitude.

1.6.3 L'indice Perturbation Tempête Temps (Dst)

Le Dst, ou indice Perturbation Tempête Temps, est utilisé pour mesurer l'intensité des tempêtes géomagnétiques qui se produisent lors de perturbations du champ magnétique terrestre causées par les éruptions solaires et les éjections de masse coronale. Il évalue la variation de la composante horizontale du champ magnétique terrestre à une altitude de 1,5 à 2 rayons terrestres par rapport à sa valeur normale en temps calme. Des valeurs négatives du Dst indiquent une diminution du champ magnétique, ce qui peut entraîner d'importantes perturbations telles que des pannes de courant et des dommages aux équipements électroniques sensibles.

Chapitre 2

Les sursauts radio solaires

2.1 Introduction

Les sursauts radio solaires sont des événements astronomiques éphémères qui se produisent dans l'atmosphère solaire. Ils sont caractérisés par des émissions radio intenses qui durent généralement quelques fractions de secondes. Les sursauts radio solaires sont produits par des éruptions solaires, qui sont des libérations brusques d'énergie magnétique stockée dans la couronne solaire.

Les éruptions solaires peuvent être accompagnées d'autres phénomènes, tels que des éjections de masse coronale (CME), des rayonnements X et des particules énergétiques, qui peuvent affecter les communications, les réseaux électriques et les systèmes de navigation à l'échelle mondiale. Les sursauts radio solaires peuvent donc être un indicateur précoce d'éruptions solaires importantes et sont donc d'un intérêt majeur pour la recherche en astrophysique solaire et pour les prévisions météorologiques spatiales.

Les sursauts radio solaires ont été découverts dans les années 1940, mais leur origine est restée un mystère pendant plusieurs décennies. Ce n'est que dans les années 1980 que des progrès significatifs ont été réalisés dans la compréhension des mécanismes qui sous-tendent ces événements. Aujourd'hui, la recherche sur les sursauts radio solaires est un domaine actif de la recherche en astrophysique solaire, avec des implications importantes pour notre compréhension de l'activité solaire et son impact sur notre environnement terrestre.

Les sursauts radio solaires sont classés en différents types en fonction de leurs caractéristiques spectrales et temporelles.

- Sursaut de type I (orage de bruit)
- Sursaut de type II (vitesse de dérive lente)

- Sursaut de type III (vitesse de dérive rapide)
- Sursaut de type IV (produit par des électrons piégés)
- Sursaut de type V (émission continue qui suit un sursaut de type III)

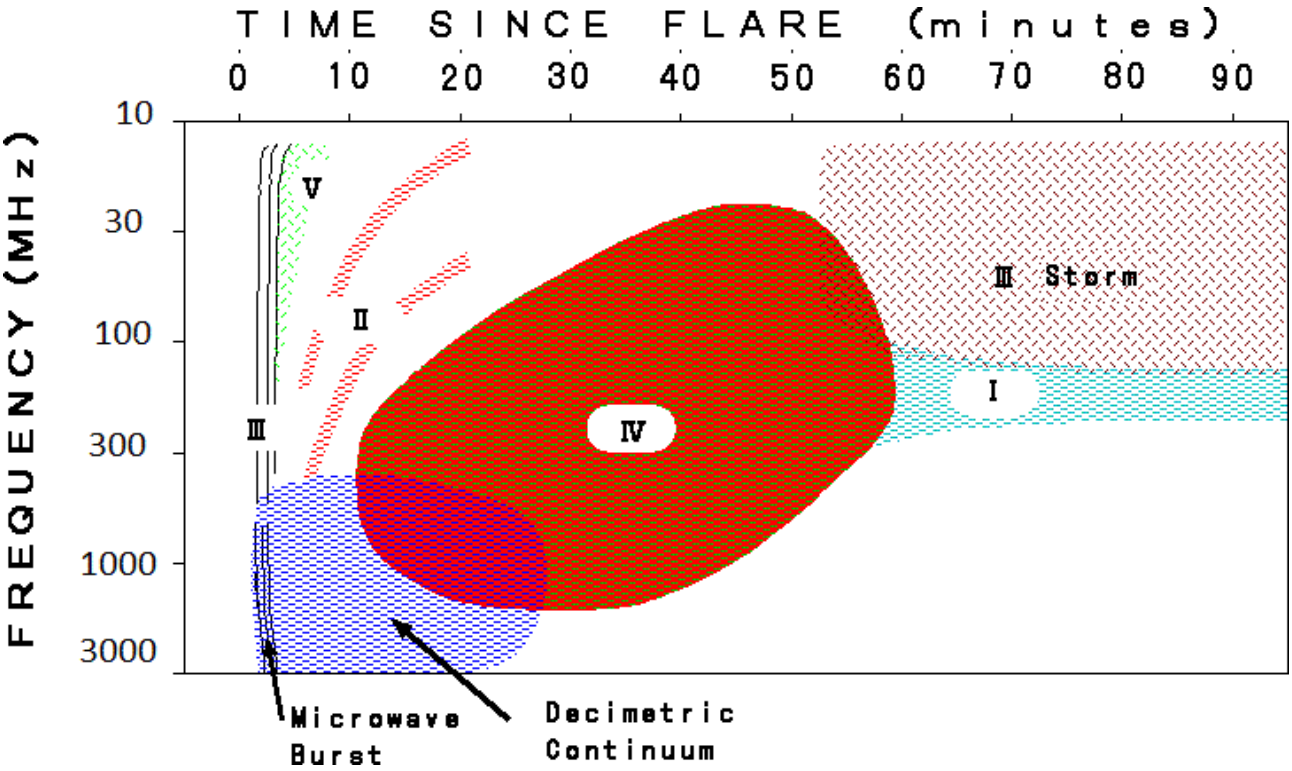

FIGURE 2.1 – Le spectre dynamique radio des différents sursauts radio solaire et du continuum.

2.2 Les mécanismes d'émission radio solaire

Les mécanismes d'émission radio solaire sont dus aux interactions entre les particules chargées (électrons et ions) et les champs électromagnétiques présents dans la couronne solaire. Il existe plusieurs mécanismes d'émission radio solaire telque l'emission de plasma, émission Maser Électron-Cyclotron (émissions cohérentes) et l'émission gyromagnétique [4] (émission incohérente), chacun étant associé à des phénomènes spécifiques se produisant dans la couronne solaire.[5]

La figure 2.2 montre les fréquences caractéristiques de l'atmosphère solaire et leurs mécanismes d'émission associés.

L'émission de plasma revêt une grande importance dans l'étude des sursauts radio solaires de type II, car elle en est à l'origine.

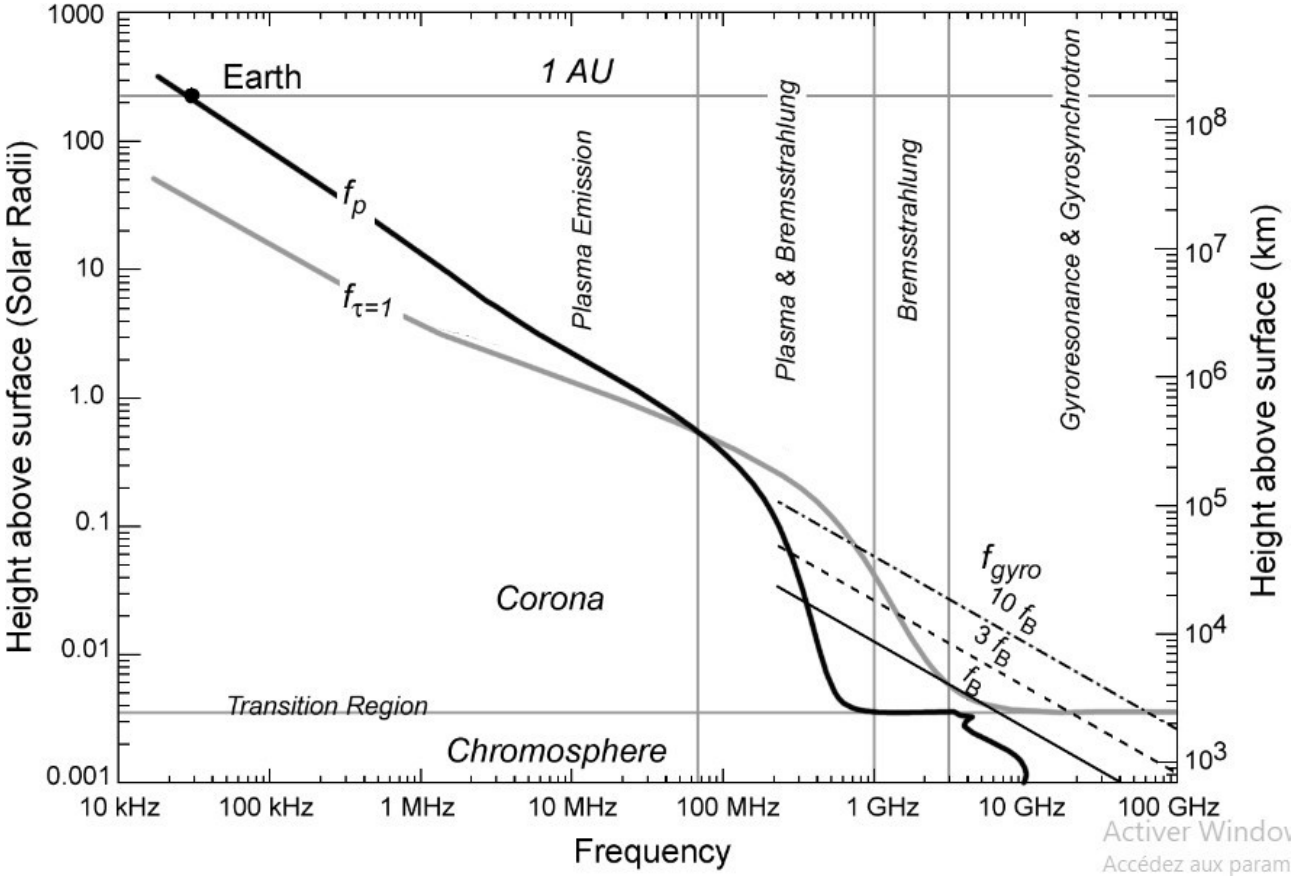

FIGURE 2.2 – Les fréquences caractéristiques de l'atmosphère solaire basées sur des modèles standard ; les faibles hauteurs sont proches des régions actives. Crédit d'image : Gary et Hurford (2005)

2.2.1 L'émission de plasma

L'émission de plasma est un phénomène courant sur le Soleil. Il se produit lorsque l'énergie des électrons dans le plasma solaire est convertie en ondes de plasma électronique appelées ondes de Langmuir. Ces ondes se propagent à travers le plasma et sont détectées sous forme d'émissions radio cohérentes. La conversion d'énergie se produit lorsque les électrons acquièrent suffisamment d'énergie et que les interactions entre les électrons et les ondes deviennent non linéaires.

Les spectres d'émission de plasma sont obtenus en analysant la lumière émise par le plasma à travers un spectromètre. La lumière est décomposés en ses différentes longueurs d'onde et les pics de chaque élément sont identifiés et analysés. Ces pics peuvent être utilisés pour déterminer la température et la densité du plasma. En effet, la température du plasma affecte la distribution des niveaux d'énergie des atomes et des ions, ce qui affecte les longueurs d'onde des photons émis. De même, la densité du plasma affecte le taux de collisions entre les particules, ce qui affecte la probabilité d'émission de photons.

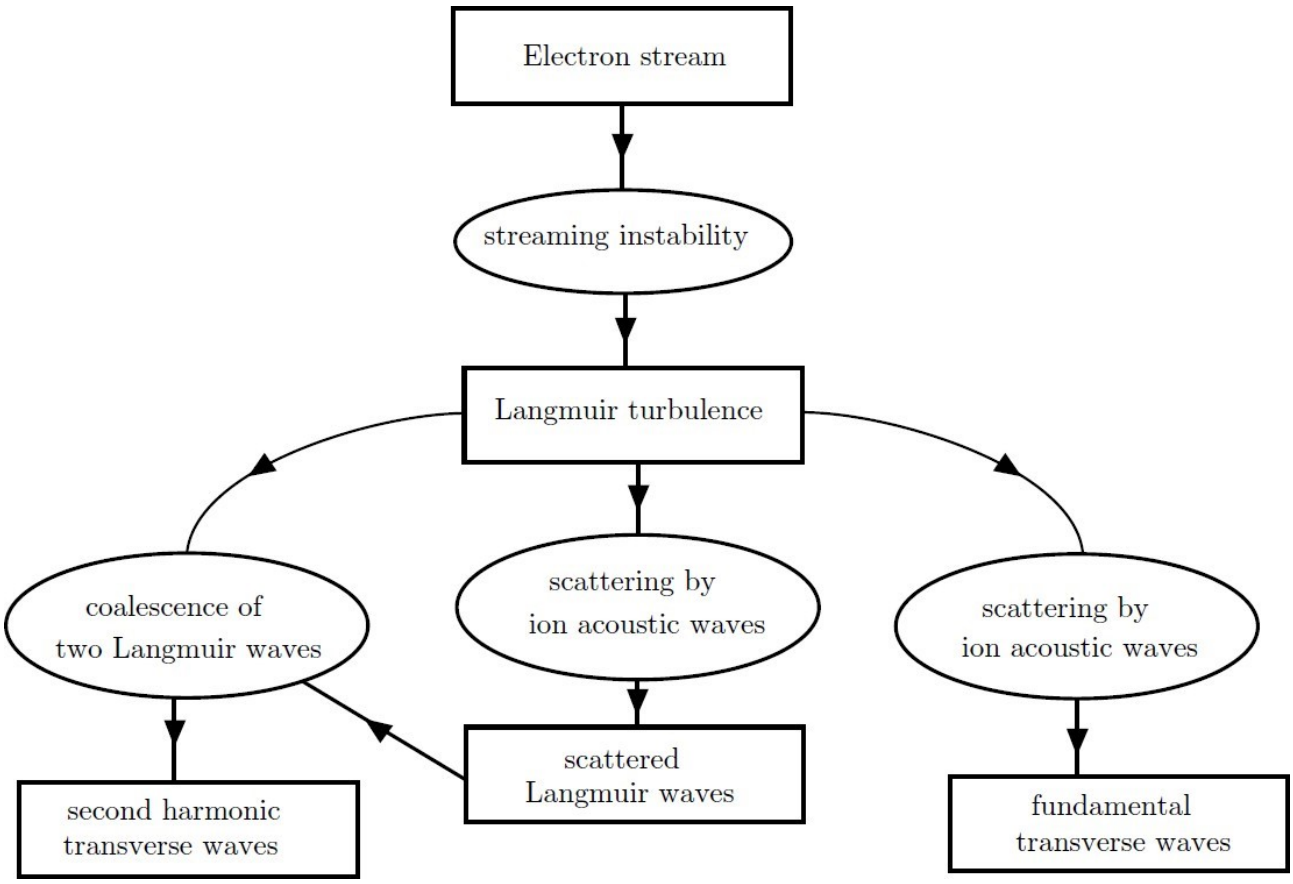

FIGURE 2.3 – Le schéma ci-dessus décrit différent stages d'émission de plasma, qui est responsable de la plupart des des sursauts radio solaires. Crédit d'image : Melrose (2009).

L'analyse des spectres d'émission de plasma peut permettre de détecter des instabilités et des ondes dans le plasma associées aux éruptions solaires et aux CME. Ces instabilités et ces ondes peuvent jouer un rôle important dans l'évolution de l'éruption et peuvent également contribuer à l'accélération des particules dans les éruptions solaires et les CMEs.

Les ondes de Langmuir dans la couronne solaire sont générées par un faisceau d'électrons non thermiques qui se déplace à travers le plasma, suite à des événements tels que la reconnexion magnétique (éruptions solaires) ou les ondes de choc (éjections de masse coronale CMEs) [5]. Ces ondes se développent à partir d'une instabilité de type "bosse sur queue" et une partie de leur énergie peut être convertie en rayonnement électromagnétique par interaction avec des ondes acoustiques ioniques. Le rayonnement radio peut être émis à la fréquence du plasma ou à ses harmoniques. Le rayonnement radio peut être émis avec la fréquence plasma f_p ou avec son harmonique $[2f_p]$ tout dépend du parcours de l'interaction.

Le type II est l'un des types les plus importants de sursauts radio solaires et il est associé à des éruptions solaires principalement de classe M et X, et dans cette étude, nous allons concentrer sur ce type.

2.3 Sursaut radio solaire de type II

Les sursauts radio solaires type II sont des émissions radioélectriques de haute énergie qui se produisent dans la région coronaire du soleil. Les sursauts type II ont été découverts pour la première fois dans les années 1950, mais leur origine et leur mécanisme de formation restent largement mystérieux. Le mécanisme exacte de formation des sursauts radio solaires type II n'est pas entièrement compris, mais il est largement accepté que ces émissions sont causées par des ondes de choc magnétohydrodynamiques (MHD) induites par des éruptions solaires, des éjections de masse coronale (CMEs) et des flux rapides de plasma dans les régions de reconnexion magnétique.

Lorsque l'onde de choc atteint une certaine distance de la surface solaire, elle peut rencontrer une région de densité plus élevée du plasma coronal, où elle ralentit et se réfléchit. Cette réflexion crée une deuxième onde de choc qui se propage à travers la coronaire en direction opposée à la première onde de choc. Ces ondes de choc peuvent accélérer les électrons libres présents dans le plasma coronal, provoquant ainsi l'émission d'ondes radioélectriques à haute énergie. Ces ondes radioélectriques peuvent être observées comme des sursauts de type II.

Les sursauts de type II se produisent généralement simultanément avec le pic de rayons X engendré par une éruption solaire. Dans le spectre dynamique, ces sursauts se caractérisent par une lente dérive vers des fréquences plus basses. Il est courant d'observer deux bandes distinctes : la bande fondamentale avec une fréquence f_{pe}, et son harmonique avec une fréquence $[2f_{pe}]$. Chaque bande peut être divisée en deux (DH) ou (DF), ce qui est appelé "spliting". La vitesse de dérive de la fréquence des sursauts de type II est généralement deux ordres de grandeur plus lente que celle des sursauts de type III, qui eux sont à dérive rapide. Cette différence de vitesse de dérive permet de distinguer facilement les deux types de sursauts.

La figure 2.4 montre un exemple classique d'une éruption dans laquelle des sursauts de type III se produisent au début de l'événement (ce qui est souvent le cas), et un sursaut de type II commence près du pic de l'émission de rayons X (courbe au dessous). Les bandes fondamentale et harmonique sont bien visibles, et les deux montrent une division. Dans des rares cas, une trace d'une troisième harmonique peut également être observée [6].

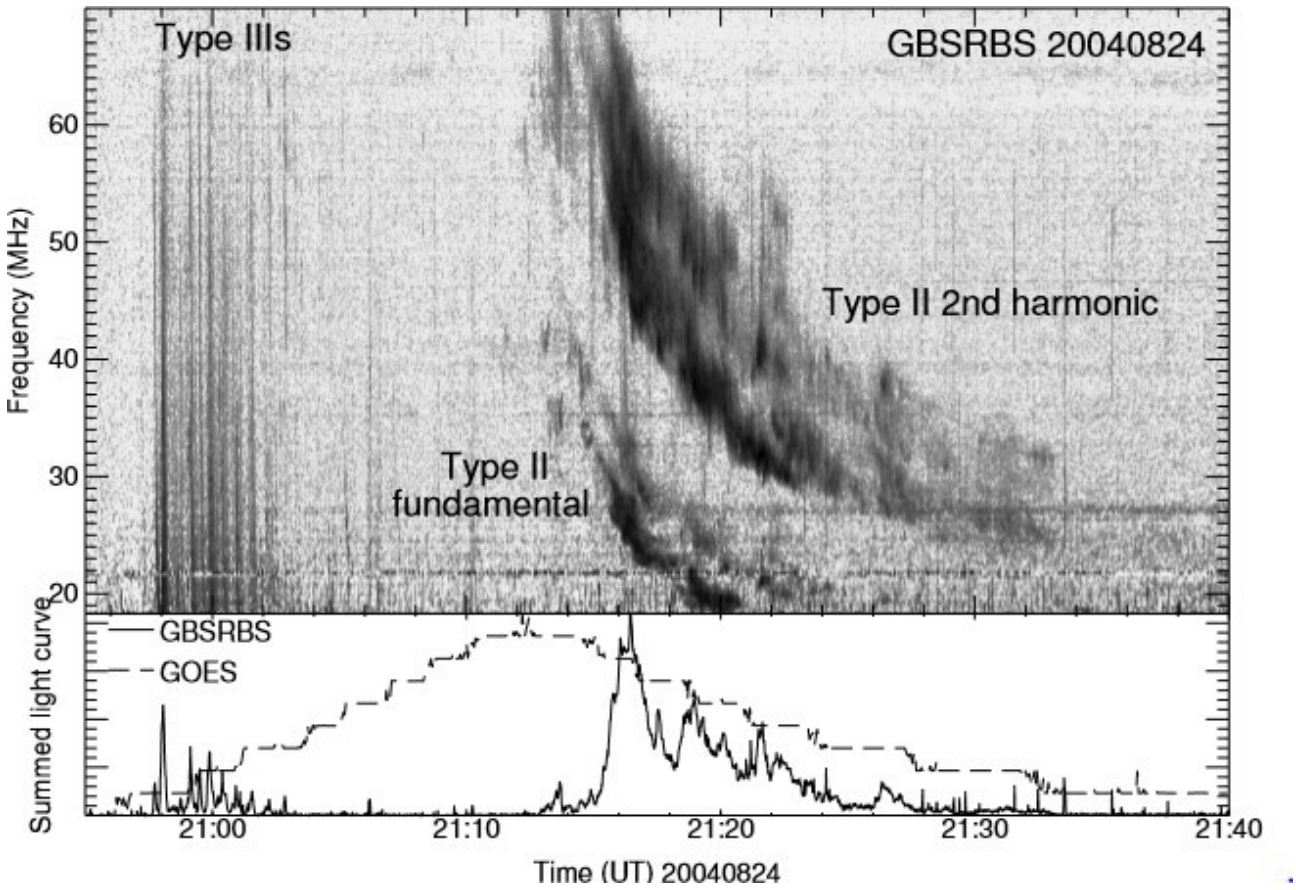

FIGURE 2.4 – Événement classique de type III/II observé par le radio télescope solaire de Green Bank (GBSRBS) le 24 Aout 2004. Au début de l'éruption solaire (21h00), un groupe de sursaut de type III à dérive rapide est observé, suivi de bandes fondamentale- harmonique de type II à dérive lente (21h14). Les deux bandes montrent une division évidente. Le panneau en bas montre les pics de rayons X associées au deux types de sursauts observées par le satellite GOES. L'éruption solaire est de type B5, et donc elle est faible.

La fréquence de l'émission se déplace vers les basses fréquences car elle dépend de la densité locale du plasma, qui diminue généralement avec la distance radiale par rapport au Soleil. Le taux de dérive de la fréquence observée à partir du spectre dynamique de type II (df/dt) peut être converti en vitesse de perturbation V si le profil de la densité électronique en fonction de la hauteur est connu. Les calculs indiquent une vitesse V d'environ 1000 km/s, supérieure à la vitesse d'Alfvén V_A dans la couronne solaire. Un choc MHD ne peut se former que si la vitesse de la perturbation solaire V dans le milieu (éruptions, CMEs) dépasse la vitesse locale du mode magnéto-acoustique rapide (mode rapide), qui correspond essentiellement à la vitesse d'Alfvén V_A dans la basse couronne solaire. Étant donné que le nombre de Mach d'Alfvén devient supérieur à l'unité dans ce milieu ($M_A = V/V_A > 1$), on peut affirmer aujourd'hui que les sursauts de type II sont des preuves de chocs dans la couronne solaire rendus visibles par le rayonnement radio produit par les électrons que les chocs accélèrent. On peut donc écrire dans ce cas que $M_A = V_S/V_A$, où V_S est la vitesse du choc. Le type II présente parfois de fines

structures de très courte durée appelées sursauts herringbone, qui émanent du sursaut principal et s'étendent jusqu'aux basses fréquences. Il a été suggéré que ces structures sont causées par des faisceaux d'électrons accélérés par le choc, qui parviennent à s'échapper de la région du choc. [7]

Le phénomène de division de bande de fréquence (band splitting) indique que les émissions radio proviennent à la fois des régions en amont et en aval du front de choc, ce qui est extrêmement utile pour cartographier la densité électronique de ces régions. Dans la région en amont du choc (upstream), le plasma présente une densité n_1 et une émission à la fréquence f_L (branche de fréquence inférieure : LFB). Le plasma situé derrière le choc (downstream) est comprimé avec une densité $n_2 > n_1$, correspondant à une fréquence $f_U > f_L$ (branche de fréquence supérieure : UFB). L'application d'un modèle de densité coronale à la branche de fréquence basse (LFB) est plus appropriée pour estimer la cinématique du choc, la vitesse d'Alfvén et le champ magnétique coronal. Cela est dû au fait que cette région correspond à l'émission la moins perturbée de la couronne par rapport à la région UFB.

Ainsi, le rapport de fréquence f_U/f_L est directement lié au saut de densité à travers le choc. Étant donné que la fréquence plasma f_p est proportionnelle à la racine carrée de la densité $n^{1/2}$, alors $(n_2/n_1) = (f_U/f_L)^2 = \chi$, qui est une mesure de la compression de la densité à travers le choc (saut de densité). Une fois la valeur de χ connue, le nombre de Mach d'Alfvén M_A peut être estimé. Dans les chocs MHD, χ est toujours inférieur à 4 [8], ce qui implique que f_U/f_L est inférieur à 2.

La vitesse du choc $V_s = dr/dt$ peut être déduite de la dérive de la fréquence df/dt. La valeur moyenne de df/dt pour les sursauts métriques de type II est d'environ 0,28 MHz/s [9]. Ensuite, la vitesse d'Alfvén peut être évaluée à partir de la relation $V_A = V_s/M_A$. Enfin, le champ magnétique peut être obtenu à partir de la relation $B = V_A/(\mu\rho)^{1/2}$, où μ est la perméabilité magnétique et ρ est la masse volumique.

La bande harmonique est couramment utilisée dans les calculs car elle présente une meilleure visibilité et une moindre absorption par la haute atmosphère par rapport à la bande fondamentale. Il a été constaté qu'il existe toujours un délai entre le début de l'éruption et le début de l'émission de type II. Ce délai est attribué à la variation de la vitesse d'Alfvén avec l'altitude dans la couronne solaire. La vitesse d'Alfvén $V_A \propto B/n^{1/2}$ est élevée dans la basse couronne où l'intensité du champ magnétique est significative. Par la suite, la vitesse d'Alfvén décroît avec l'altitude en raison de la diminution plus rapide du champ magnétique B par rapport à la densité n.

En générale, lors d'une perturbation solaire (éruptions et CMEs), il y aura deux régions de

choc, une dans la couronne qui peut donner naissance à un sursaut radio de type II, et l'autre dans le milieu interplanétaire qui peut être détecté par des sonde spatiales in-situ, tout dépend aussi de l'énergie de la perturbation qui donne la vitesse de choc V_s [10].

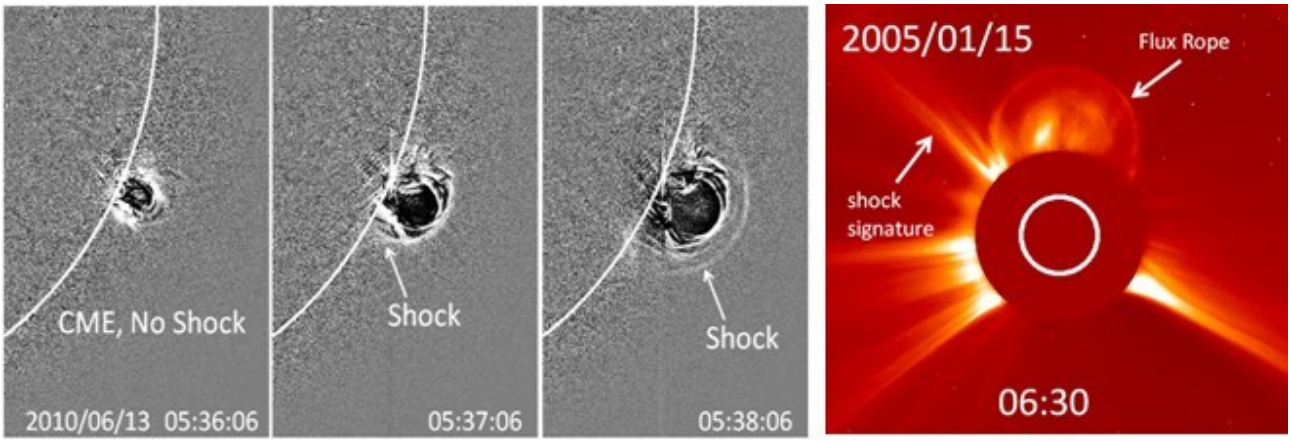

FIGURE 2.5 – A gauche, des images successives de l'expansion d'une CME avec l'observa- tion d'une onde de choc frontale (Solar Dynamics Observatory @ EUV 193 Å). A droite, un CME où l'on peut voir l'expansion de la bulle magnétique (flux rope) ainsi que l'obser- vation d'un choc latérale dans le flanc à gauche de la bulle (SoHo). Source : Gopalswamy, 2010 Springer book presentation

La relation entre les éjections de masse coronale (CME) et les sursauts de type II peut être comprise en observant la propagation du front lumineux brillant de la CME dans la plage de l'ultraviolet extrême (EUV), connu sous le nom d'ondes EUV. Les ondes EUV sont un indicateur de la région source de la CME et sont liées à la phase d'accélération des CMEs.

Chapitre 3

Les modèles de densité coronale

Les modèles de densité du plasma coronale sont des outils essentiels pour décrire et comprendre la structure de la couronne solaire. Ils visent à décrire comment la densité de plasma, la température, la pression et d'autres facteurs pertinents varient en fonction de la distance au Soleil. Ces modèles reposent sur des observations de la couronne solaire, telles que les images des éruptions solaires et les mesures de densité de plasma réalisées par des sondes spatiales.

Les modèles de densité de plasma coronale sont construits en combinant des observations avec des connaissances physiques et des théories sur les processus qui se produisent dans la couronne solaire. Ils sont continuellement améliorés à mesure que de nouvelles données sont disponibles et que notre compréhension des phénomènes solaires s'affine. Ces modèles nous permet également d'estimer les conditions environnementales proche du Soleil.

Grâce aux modèles de densité de plasma coronale, les scientifiques peuvent étudier les interactions entre la couronne solaire et l'environnement spatial, et évaluer les risques potentiels pour les satellites, les systèmes de communication et les réseaux électriques sur Terre. Ils jouent également un rôle important dans la planification des missions spatiales et dans la compréhension globale du fonctionnement de notre étoile, le Soleil.

La densité locale d'électrons n_e est liée à la fréquence du plasma f_p, elle est donnée par la relation suivante : $f_p = 9.10^{-3} {n_e}^{1/2}$

où : n_e exprimer en cm^{-3} et f_p exprimer en MHz.

La densité d'électrons peut être transformée en hauteur atmosphérique en utilisant différents modèles de densité atmosphérique. On peut résumer les differents modèles de densité de plasma coronale qu'on va utiliser comme suit :

3.1 Le modèle de densité de Newkirk (1967)

La densité du nombre d'électrons de Newkirk à une distance héliocentrique donnéees est défini par :

$$N_e = 4,2.10^4.10^{4,32/R} \tag{3.1}$$

où R est la distance par rapport au centre du Soleil en unités de rayon solaire R_s. Dans ce modèle, les densités du nombre d'électrons restent élevées à de grandes distances du Soleil puisque le modèle est hydrostatique, où la densité est beaucoup plus importante dans la couronne que dans l'espace IP.[11]

On peut écrire la fréquence de départ par la relation empirique à partir de la relation de fréquence du plasma et l'équation (3.1) par :

$$f_p = 9.10^{-3}{n_e}^{1/2}$$
$$f_p = 9.10^{-3}(4,2.10^4.10^{4,32/R})^{1/2}$$
$$f_p = 1,84.10^{2,16/R}$$

Cette relation nous permet de calculer facilement la valeur de la distance héliocentrique R/R_s à partir des valeurs des fréquences radio du spectre dynamique, ce qui est essentiel pour notre étude et nos calculs.

La **Figure 3.1** montre l'évolution de fréquence du plasma en fonction de la distance héliosphérique pour le modèle de densité de Newkirk

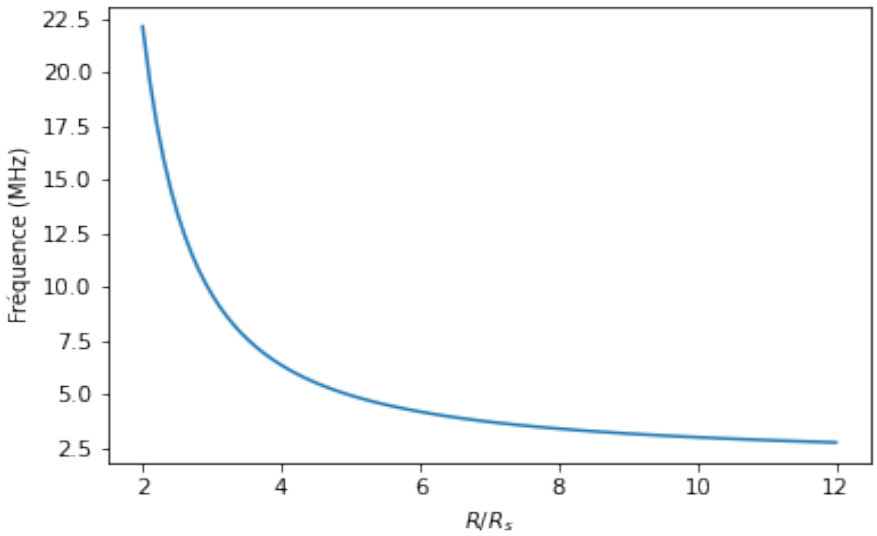

FIGURE 3.1 – Fréquence du plasma en fonction de la distance héliosphérique pour le modèle de densité de Newkirk

3.2 Le modèle de densité de Saito (1970)

Le modèle de densité de Saito est basé sur des observations d'éclipse de lumière blanche pendant l'activité solaire minimale, donné par :

$$N_e = 3,09.10^8.R^{-16} + 1,58.10^8.R^{-6} + 0,0251.10^8.R^{-2,5} \tag{3.2}$$

Le modèle Saito est utilisé pour les régions équatoriales de la couronne, et à de grandes distances de Soleil, où les densités de régions actives ne dominent plus. Il est souvent nécessaire de multiplier les modèles de densité par une valeur constante ($n \times$ Saito). Comme le Newkirk le modèle de Saito donne des densités élevées dans l'espace IP.[12] [13]

Pour les modèles où l'équation de densité est formulée sous forme d'une équation polynomiale, il est inutile pour nous d'écrire la relation empirique de fréquence pour déterminer la distance héliocentrique R, car il n'existe pas de méthode algébrique générale pour résoudre les équations polynomiales de degré supérieur à 4. Dans ce cas, il est nécessaire d'utiliser des méthodes numériques afin d'obtenir une solution approximative R en fonction de la fréquence.

3.3 Le modèle de densité de Baumbache

Ce modèle est basé sur la théorie des écoulements de plasma dans un champ magnétique, est donné par la relation :

$$N_e = 10^{14}(1,55.R^{-6} + 2,99.R^{-16}) \tag{3.3}$$

Il utilise des équations de conservation pour décrire le comportement du plasma dans la couronne solaire, en prenant en compte les effets du champ magnétique. Il utilise une approche magnéto-hydrostatique pour équilibrer les forces de pression magnétique et de gravité dans la couronne solaire. Le modèle de Baumbach permet de prédire la densité de plasma dans différentes régions de la couronne solaire en fonction des propriétés du champ magnétique et de la gravité.[14]

3.4 Le modèle de densité de Leblanc (1998)

Le modèle de Leblanc (1998) fournit les densités de la couronne basse et de l'espace IP (interplanétaire). Ce modèle dérive la distribution de la densité électronique dans le plan de

l'écliptique comme suit :

$$Ne = 3,3.10^5 R^{-2} + 4,1.10^6 R^{-4} + 8.10^7 R \tag{3.4}$$

Le modèle est valide pour R > 1,2 R_s et n'est pas valide pour R < 1,2 R_s. À de grandes distances, R > 30 R_s, le modèle est caractérisé par $n \propto \mathrm{R}^{-2}$ et fournit une densité électronique de 7,2 cm^3 près de 1UA.[13]

3.5 Le modèle de densité de Gopalswamy (1998)

Gopalswamy a réalisé une étude sur les sursauts radio de type II et les chocs interplanétaires (IP). Les résultats ont montré que les chocs provenant des sursauts radio de type II et les chocs IP ont des origines différentes. Les éjections de masse coronale (CME) ont été identifiées comme un facteur majeur influençant les conditions spatiales et ayant des répercussions sur l'environnement terrestre. L'étude a également mis en évidence l'importance de la fréquence initiale des sursauts de type II pour déterminer l'emplacement de formation des chocs par rapport aux éjections de masse coronale. Des analyses de la relation entre les sursauts de type II et les ondes EUV ou les CME en lumière blanche ont permis de déterminer les altitudes de formation des chocs[15]. Leurs résultats ont révélé que la fréquence de départ f d'une sursauts de type II diminue lorsque le choc se forme à une plus grande distance héliocentrique, selon la relation empirique suivante :

$$f = 308,17.R^{-3,78} - 0,14 \tag{3.5}$$

où f est mesurée en MHz et R représente la distance héliocentrique en rayons solaires.

3.6 Le modèle de densité de Guharthakurta (1999)

Guhathakurta a étudié la distribution tridimensionnelle du produit polarisation-luminosité (PB) et ont ensuite déterminé quantitativement la distribution de la densité d'électrons par rapport à la feuille de courant héliographique déduite pendant la phase de déclin du cycle solaire 20 (1973-1976). La nappe de courant est considérée comme le centre des structures brillantes et denses provenant des données synoptiques combinées du PB du coronographe K au sol et du coronographe à lumière blanche à bord de Skylab. Analyses des balayages PB en fonction de la distance minimale de la nappe de courant (θ_{min}) sur la plage de distance radiale

de 1,13 à 5,0 R_s (à partir du centre du Soleil).[16] La densité dérivée de ces observations est donnée par l'équation suivante :

$$N_e = 10^7(1,07.R^{-3,1} + 19,94.R^{-6,06} + 221.R^{-12,93}) \tag{3.6}$$

Chapitre 4

Traitement et analyse des données

4.1 Introduction

Dans ce chapitre, nous allons analysé trois événements de sursauts radio solaire de type II en utilisant le réseau e-CALISTO (les résultats de deux événement sont répresentés dans l'**annexe A**).

Grâce à l'utilisation de divers modèles de densité coronale, équations, et à travers une analyse du spectre dynamique, nous allons estimé les paramètres physiques de la source des sursauts radio solaires tels que :

- Le taux de dérive
- Le saut de densité
- La vitesse de choc
- Le Nombre de Mach
- Le champ magnétique coronale

4.2 L'événement 1 du 13 Juin 2010

4.2.1 L'analyse de spectre dynamique

L'événement 1 du 13 juin 2010 a été observé à 5h37 UT par le CALLISTO-OOTY (Inde) dans la gamme de fréquence 45-442 MHz. La Figure 4.1 a été téléchargée à partir du site de (https ://www.e-callisto.org/).

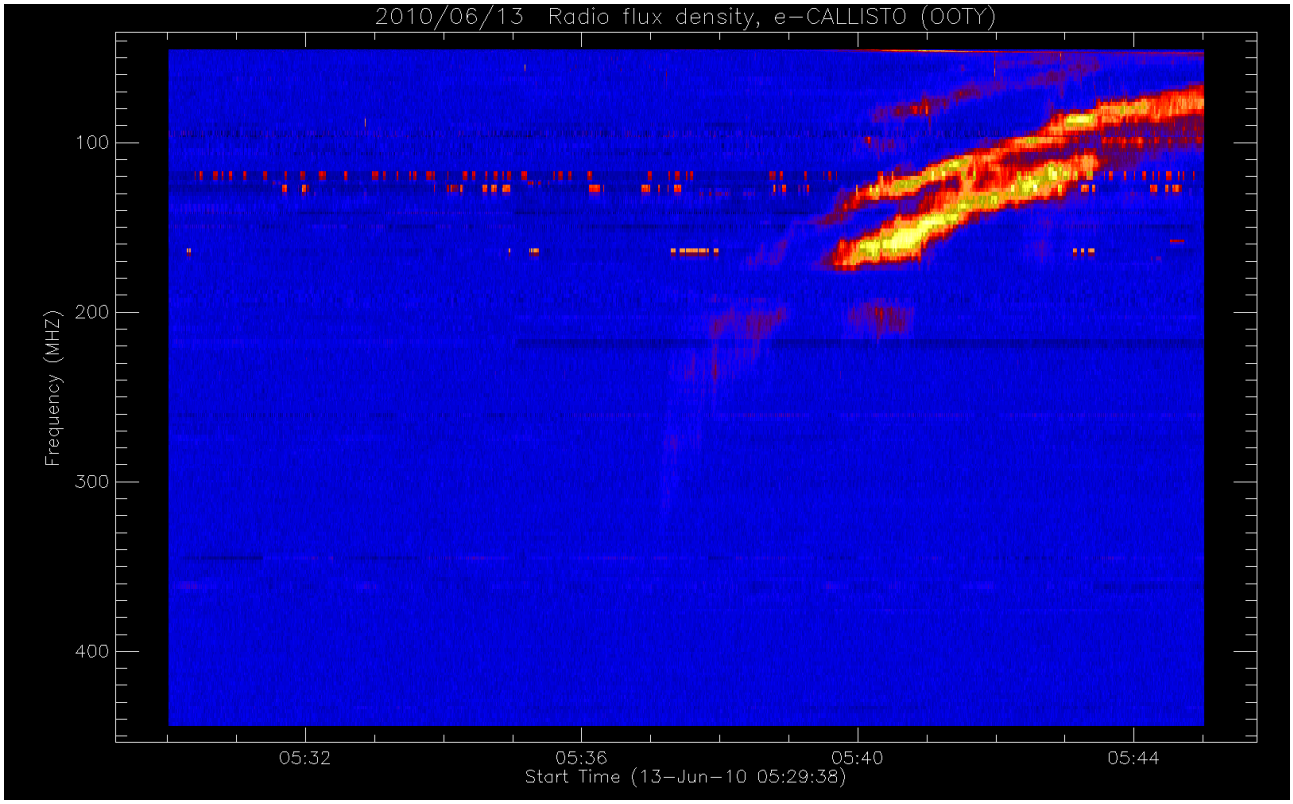

FIGURE 4.1 – Spectre dynamique d'un sursaut radio de type II observé par CALLISTO-OOTY (Inde) le 13 juin 2010 à 05 :29 :38 UT.

Cet événement était accompagné par une lente CME (310 km/s) à partir de 5h14 UT observée par l'instrument LASCO-C2/C3 (Large Angle and Spectrometric Coronograph) à bord du télescope SoHO (Solar and Heliospheric Observatory). En plus, un flare de type M1.0 SXR a été observé par GOES (Geostationary Operational Environmental Satellites) qui a commencé à l'observer à 05h30 UT où le maximum d'observation était à 5h39 UT **Figure 4.6**

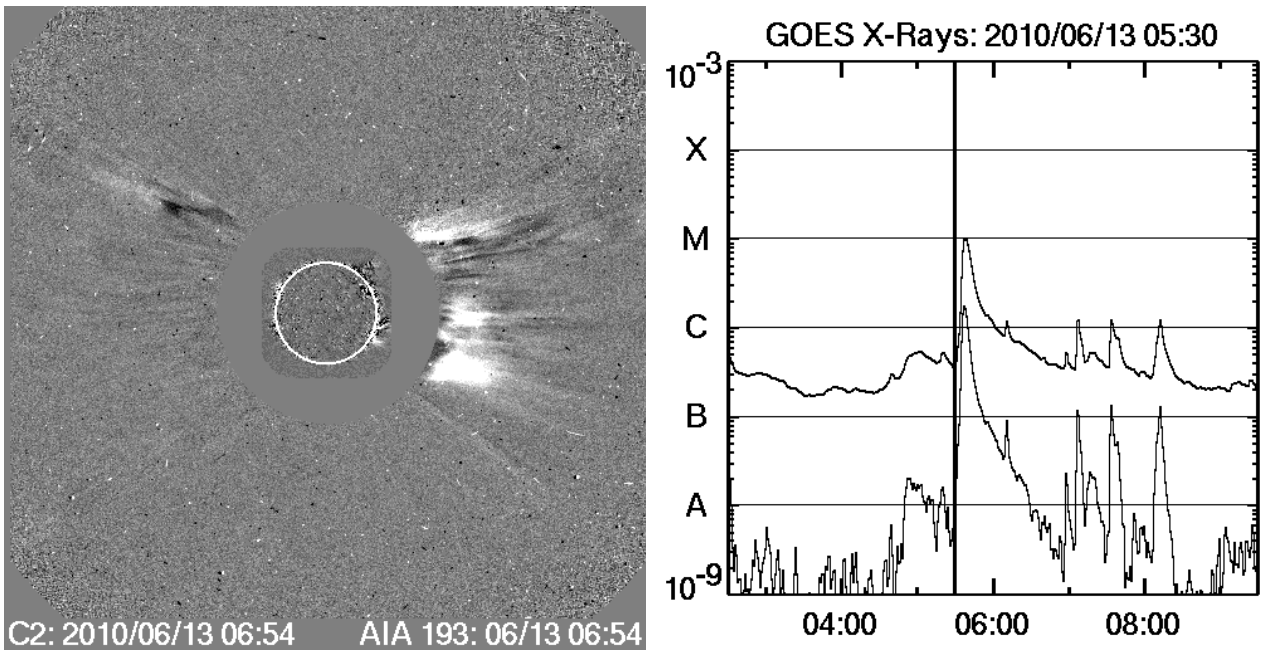

FIGURE 4.2 – Image (6h30) montre le déclenchement du CME associé à une éruption solaire de classe M1 (5h30). Séquences d'images prises par les sondes SoHO/LASCO/C2 et SDO/AIA 193.

La Figure 4.3 montre le spectre dynamique de l'événement 1 après traitement et après localisations manuelle des branches UFB et LFB. La bande fondamentale est de faible intensité ce qui montre qu'elle était partiellement réabsorbée par l'ionosphère. La branche brillante montre l'émission harmonique. L'effet de la division de la branche harmonique est clairement visible dans le spectre à partir de la fréquence 220 MHz. L'effet de la division de la bande fondamentale est également observé dans le spectre.

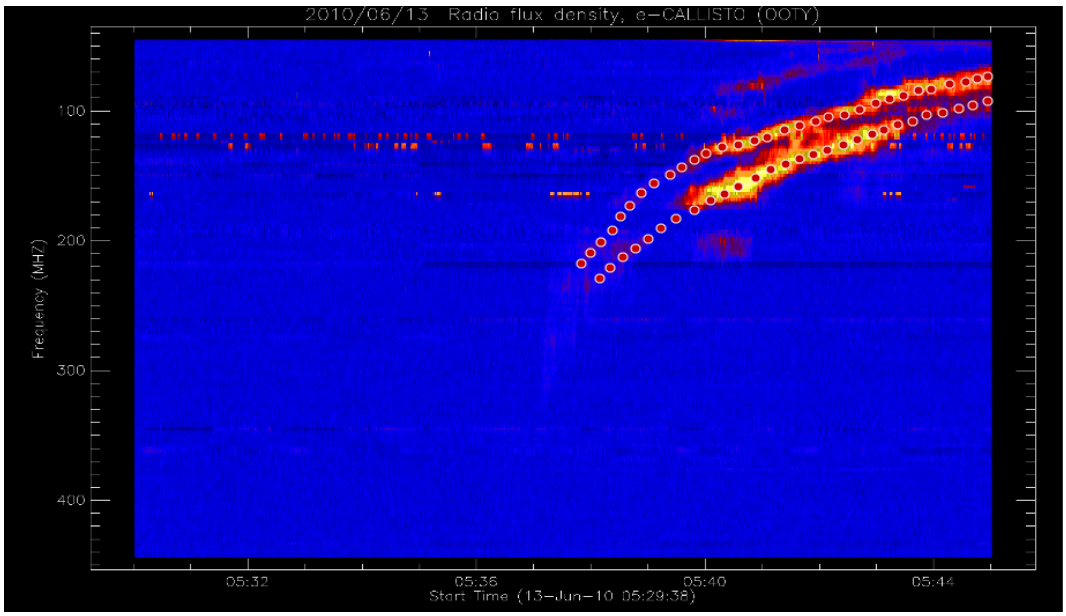

FIGURE 4.3 – Le spectre après traitement et après localisation manuelle des branches UFB et LFB

Les résulats de traitement et localisation manuelle des branches UFB et LFB sont représentés dans le **Tableau 4.1** :

Temps (UT)	05 :38 :20	05 :38 :40	05 :39 :00	05 :39 :20	05 :39 :40	05 :40 :00	05 :40 :20	05 :40 :40	05 :41 :00	05 :41 :20	05 :41 :40	05 :42 :00	05 :42 :20	05 :42 :40	05 :43 :00	05 :43 :20	05 :43 :40	05 :44 :00
LFB (MHz)	197.625	189.275	183.175	178.855	174.975	171.905	169.18	166.645	164.14	161.685	159.47	157.235	155.095	152.905	150.35	147.945	145.52	142.83
UFB (MHz)	211.37	208.325	201.07	194.03	190.16	186.87	183.22	179.74	177.09	174.74	172.125	170.335	168.045	164.755	162.17	159.205	156.79	155.685

TABLE 4.1 – Les résulats de la branche haute fréquence (UFB) et de la branche basse fréquence (LFB)

La Figure 4.4 montre le fit des branches UFB et LFB en fonction du temps par ajustement polynomiale.

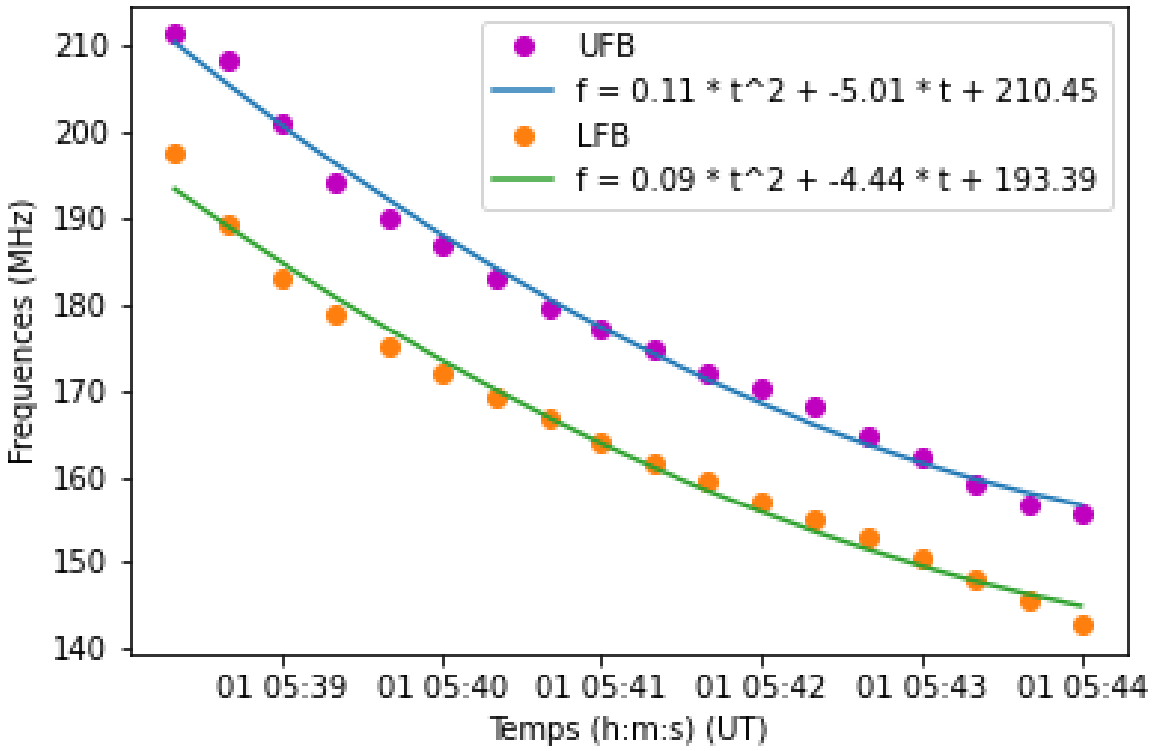

FIGURE 4.4 – Le fit des branches UFB et LFB par un ajustements polynomiale en fonction du temps

4.2.2 Le choix de modèle de densité

Dans notre étude, nous avons testé plusieurs modèles de densité tel que :

- Le modèle de Newkirk **(section 3.1)**
- Le modèle de Saito **(section 3.2)**
- Le modèle de Baumbache **(section 3.3)**
- Le modèle de Leblanc **(section 3.4)**

- Le modèle de Gopalswamy **(section 3.5)**
- Le modèle de Guharthakurta **(section 3.6)**

L'évolution temporelle de la hauteur R/R_s de la source radio type II pour les différents modèles de densité 1xNewkirk, 2xNewkirk, 2xSaito et Leblanc sont répresentés dans le **Tableau 4.2** :

T (h :m :s)	R/R_s(1xNewkirk)	R/R_s (2xNewkirk)	R/R_s (2xSaito)	R/R_s (Leblanc)
05 :38 :20	1.064133799	1.160932431		
05 :38 :40	1.074043527	1.169819033		
05 :39 :00	1.081646529	1.176424139		
05 :39 :20	1.087291037	1.182549053		
05 :39 :40	1.092521128	1.187539599		
05 :40 :00	1.096779521	1.192088839		
05 :40 :20	1.100658803	1.19641429		
05 :40 :40	1.104345253	1.200793528		
05 :41 :00	1.108075282	1.205173865	1.002977079	1.002977079
05 :41 :20	1.111804331	1.209216104	1.007902319	1.007902319
05 :41 :40	1.115243593	1.213380532	1.012436568	1.012436568
05 :42 :00	1.118784944	1.217448889	1.017097495	1.017097495
05 :42 :20	1.122242822	1.221705352	1.021641031	1.021641031
05 :42 :40	1.125858524	1.22678901	1.0263832	1.0263832
05 :43 :00	1.130174274	1.231679794	1.03203233	1.03203233
05 :43 :20	1.13432393	1.236751841	1.037453967	1.037453967
05 :43 :40	1.138624215	1.242514198	1.043058795	1.043058795

TABLE 4.2 – L'évolution temporelle de la hauteur R/R_s de la source radio type II pour les différents modèles de densité 1xNewkirk, 2xNewkirk, 2xSaito et Leblanc.

Les valeurs indiquées dans le tableau ci-dessus sont répresentés graphiquement dans la **Figure 4.5**. En comparant les différents modèles de densité avec les résultats de l'observation, le modèle de 2×Newkirk semble le plus proche de l'observation par rapport aux modèles de 2×Saito et de 1×Newkirk. Les autres modèles n'ont pas été représentés dans la figure car leur position est trop éloignée par rapport aux données d'observation.

Dans la **Figure 4.5**, la courbe violette montre l'évolution temporelle de la hauteur R/R_s du front d'onde EUV depuis le début de la CME mesurés avec les instruments SDO/AIA 221 A et SoHO/EIT 195 A [10]. Nous avons calculé et tracé les autres courbes qui montrent l'évolution temporelle de la hauteur de la source radio type II pour les modèles de densité 1xNewkirk (courbe bleu), 2xNewkirk (courbe noire), 2xSaito (points rouge), Leblanc (courbe vert).

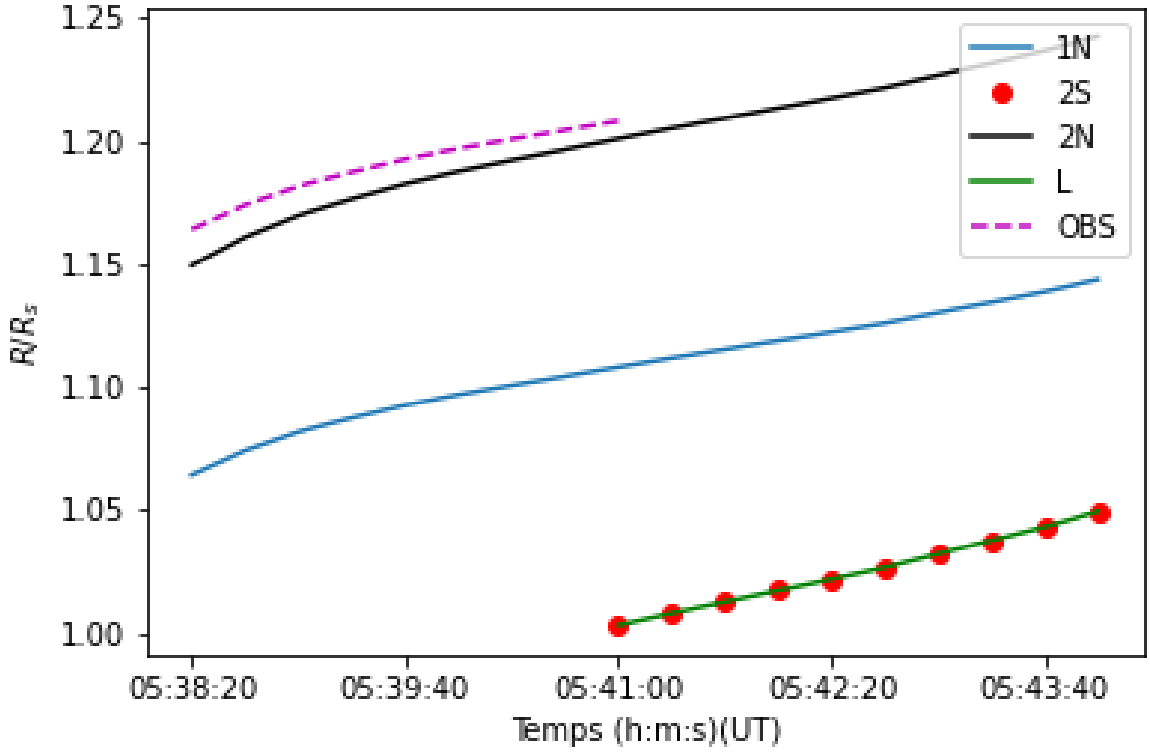

FIGURE 4.5 – Evolution temporelle de la hauteur R/R_s de la source radio de type II (quatre modèles de densités : 1xNewkirk (ligne bleu), 2xNewkirk (ligne noire), 2xSaito (points rouge), Leblanc (ligne vert)) comparé à l'évolution temporelle de la hauteur de l'onde EUV mésuré par SDO et SOHO (traits violette).

4.3 Mésures des paramètres physique de la source radio

Le modèle de 2xNewkirk est plus proche de la courbe de l'observation en terme de la fréquence initiale et de la vitesse initiale (la pente initiale de la courbe), donc tous les calcul des paramètres physique de la source radio sont calculé à partir de ce modèle.

Nous avons utilisé un programme python déjà établi au niveau de CRAAG (Centre de Recherche en Astronomie Astrophysique et Géophysique à Bouzareah-Algérie) qui calcule les paramètres de la source radio à partir d'un modèle de densité coronale spécifique.

La valeur de plasma β est défini comme le rapport carrée de la vitesse de son sur la vitesse d'Alfvén ($\beta = (\frac{C_s}{V_A})^2$), avec C_s =128 km/s est la vitesse du son pour une température coronale de 2 millions de Kelvin [9]. .

Les résultats du calcule sont répresentés dans le **Tableau 4.3** :

T(h :m :s)	LFB (MHz)	UFB (MHz)	$10^8 n(cm^{-3})$	R/R_s	χ	Ma	Vs (km/s)	Va (km/s)	B (G)	β
05 :38 :20	197.625	211.37	5.03	1.149	1.144	1.109	413.195	372.502	3.754	0.118
05 :38 :40	189.275	208.325	4.60	1.161	1.211	1.161	392.299	337.738	3.260	0.143
05 :39 :00	183.175	201.07	4.24	1.170	1.205	1.156	226.454	195.813	1.829	0.427
05 :39 :20	178.855	194.03	4.04	1.176	1.176	1.134	233.467	205.755	1.876	0.387
05 :39 :40	174.975	190.16	3.85	1.182	1.181	1.138	193.020	169.622	1.513	0.569
05 :40 :00	171.905	186.87	3.70	1.187	1.181	1.138	154.483	135.702	1.189	0.889
05 :40 :20	169.18	183.22	3.59	1.192	1.172	1.131	162.292	143.423	1.237	0.796
05 :40 :40	166.645	179.74	3.47	1.196	1.163	1.124	138.900	123.555	1.050	1.073
05 :41 :00	164.14	177.09	3.38	1.200	1.164	1.124	166.038	147.626	1.235	0.751
05 :41 :20	161.685	174.74	3.27	1.205	1.168	1.127	138.977	123.228	1.016	0.993
05 :41 :20	161.685	174.74	3.27	1.205	1.168	1.127	138.977	123.228	1.016	0.993
05 :41 :20	161.685	174.74	3.27	1.205	1.168	1.127	138.977	123.228	1.016	0.993
05 :41 :40	159.47	172.125	3.18	1.209	1.165	1.125	142.496	126.608	1.029	0.982
05 :42 :00	157.235	170.335	3.09	1.213	1.173	1.132	147.485	130.275	1.044	0.965
05 :42 :20	155.095	168.045	3.00	1.217	1.174	1.132	135.806	119.926	0.948	0.913
05 :42 :40	152.905	164.755	2.93	1.222	1.161	1.122	160.583	143.072	1.116	0.800
05 :43 :00	150.35	162.17	2.84	1.227	1.163	1.124	193.405	172.029	1.319	0.554
05 :43 :20	147.945	159.205	2.73	1.232	1.158	1.120	147.154	131.377	0.991	0.949
05 :43 :40	145.52	156.79	2.66	1.237	1.161	1.122	206.026	183.574	1.362	0.486
05 :44 :00	142.83	155.685	2.56	1.242	1.188	1.143	195.220	170.739	1.244	0.562

TABLE 4.3 – Évolution de sursaut radio de type II pour les conditions de choc perpendiculaire.

les données du **Tableau 4.1** sont utilisées pour estimer le taux de dérive (df/dt) de l'émission et le saut de densité χ qui est le rapport de densité n_2/n_1 en fonction de la hauteur héliocentrique de 2xNewkirk **(Figure 4.6)**. Ce résultat implique une dérive de (0.1 - 0.4) MHz/s pour la branche basse (LFB). Ces valeurs sont typiques au sursaut radio métrique de type II [17]

La Figure 4.7 montre les paramètres physiques de la source radio de l'événement en fonction de la distance héliocentrique (R/R_s)

Ces paramètres sont obtenues pour le cas d'un choc perpendiculaire ($\theta = 90°$). Ceci est valable pour des distances basses où la vitesse de choc est pratiquement radiale. Référence [18] a montré que pour 18 événements de sursauts radio de type II, les valeurs moyennes de V_A et B ne sont pas significativement influencées par les différents choix de l'angle de choc (θ).

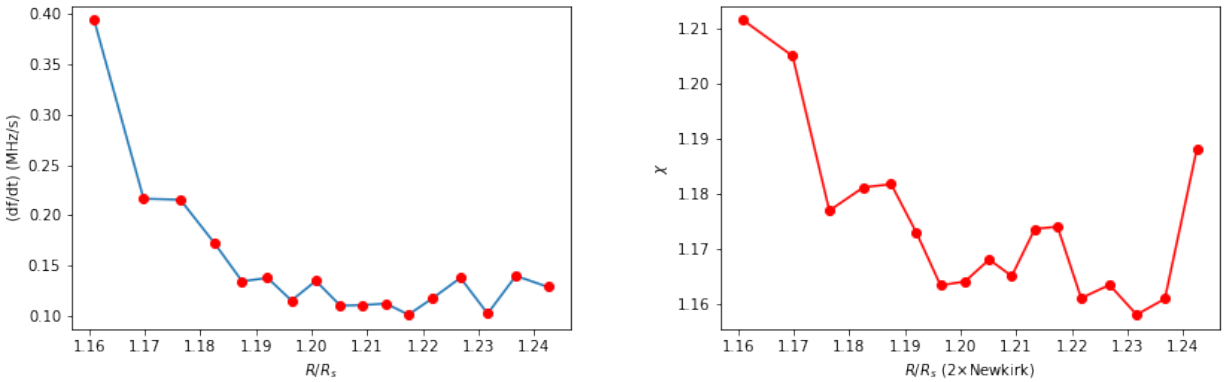

FIGURE 4.6 – Le taux de dérive (df/dt) de l'émission (à gauche) et le saut de densité χ (density jump) en fonction la distance héliocentrique

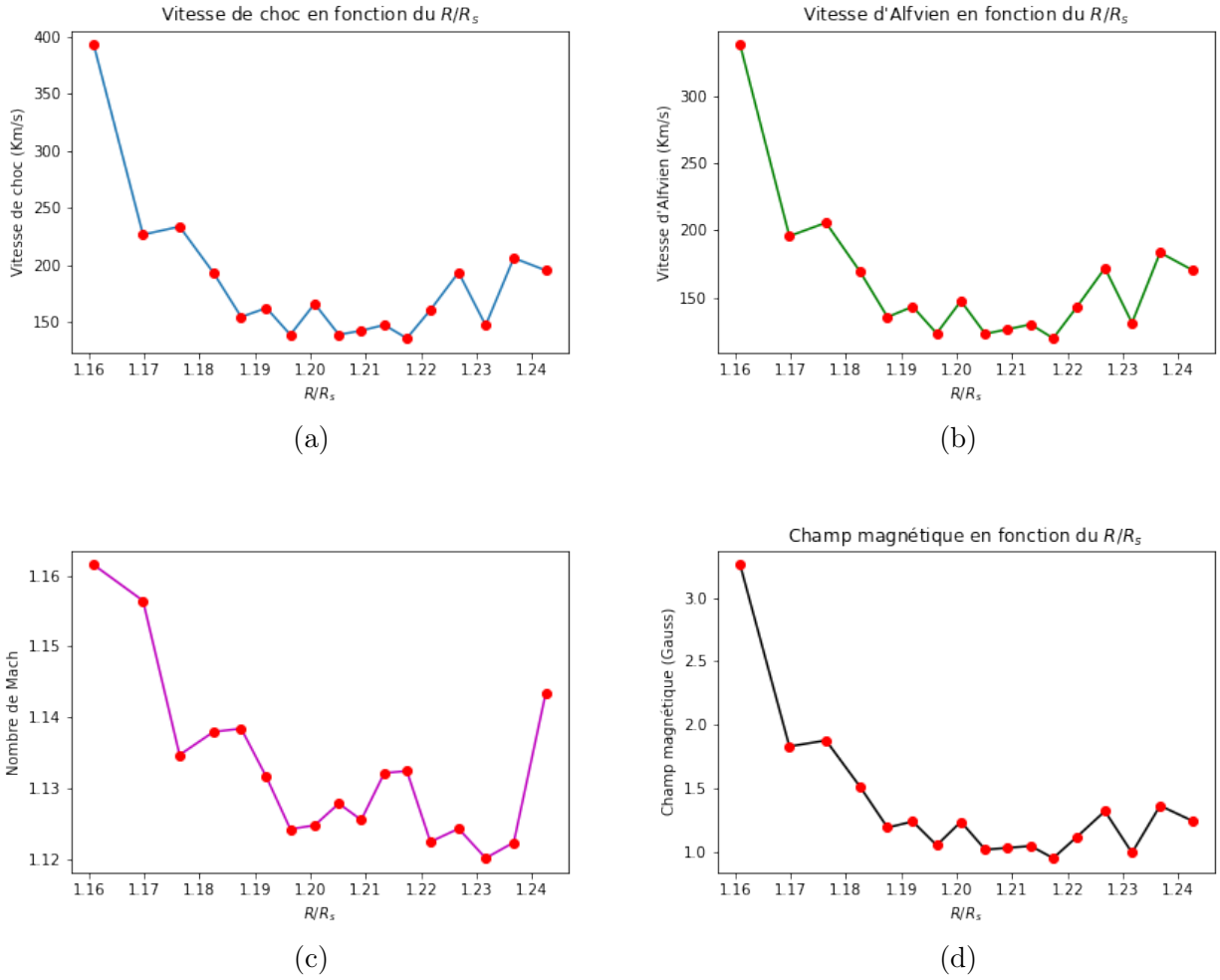

FIGURE 4.7 – Paramètres physiques de la source radio pour l'événement de 13 Juin 2010. Les valeurs ont été déterminées par rapport aux fréquences centrales de la branche basse fréquence de l'émission radio.

La **figure4.7a** montre une vitesse de choc qui diminue de 413 à 147 km/s pour R/R_s de 1,16 à 1,24. La vitesse du CME obtenue à partir de l'instrument LASCO C2 et C3 à bord du satellite SoHO (catalogue Halo CME list/CDAW/NASA) est assez faible 310 km/s.

La **figure4.7b** montre une diminution de la vitesse d'Alfvén puisque cette dernière dépend de la vitesse de choc et le nombre de Mach d'Alfvén $V_A = V_s/M_A$

La **Figure 4.7d** montre une courbe de champ magnétique coronal qui diminue de la valeur 3,5 à 0,5 G pour les distances héliocentriques R/R_s de 1.15 à 1.24. Un fit en puissance du B(r) nous donne la fonction B(r) = $70.85.R^{-21.81}$. Le champ magnétique coronale au-dessus d'une région active (taches solaires) est donné par la relation suivante : B(r)= $0.5(r-1)^{-1.5}$. Le champ magnétique coronale du soleil calme est donnée par l'expression : B(r)=a/r^2 où la valeur de a est à définir. Au voisinage de la terre, le champ magnétique coronale est donnée par l'expression : B(r)=$2/r^2$ [19] [20].

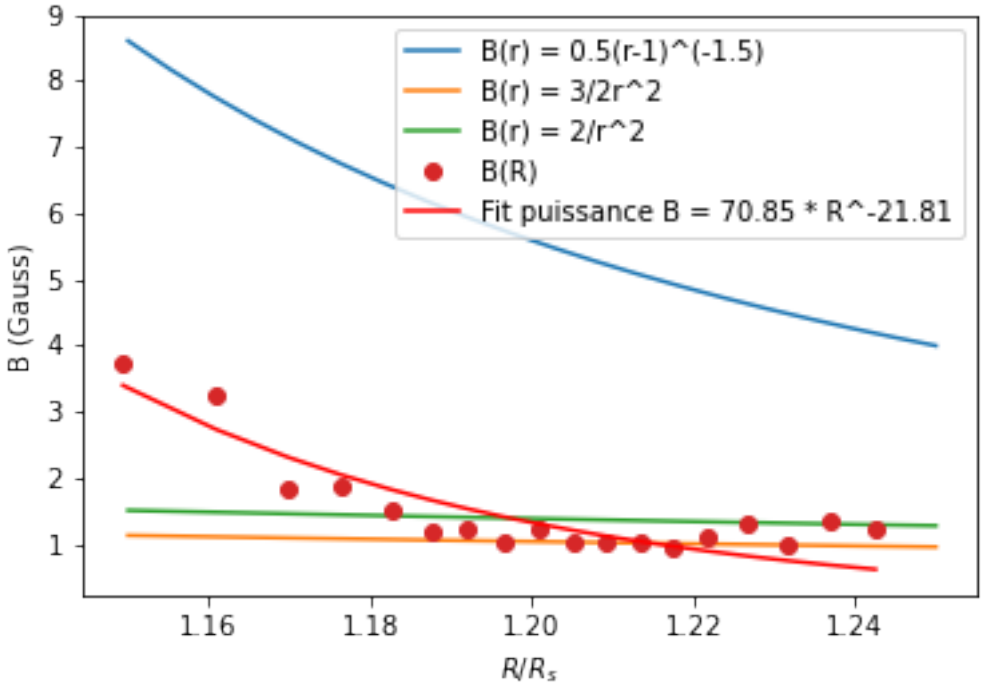

FIGURE 4.8 – la courbe rouge un fit en puissance du champ magnétique coronale B(r) de la source radio, les autres courbes montrent les déffirents types des champs magnétiques coronales

On observe pour des rayons R/R_s = [1,15 ; 1,19] notre courbe a la même forme que le champ magnétique coronal au dessus d'une région active (taches solaires) et se rapproche plus d'un champ magnétique coronale d'un soleil calme pour des rayons $R/R_s > 1{,}19$ avec a = 3/2.

Conclusion

Les éjections de masse coronale (CMEs) associées aux éruptions solaires et de leur capacité à produire des chocs dans la couronne solaire et l'espace interplanétaire. Elle mentionne également une signature importante de ces chocs, à savoir les sursauts radio solaires de type II. Ces sursauts se propagent à une vitesse supra-Alfvénique et génèrent des bandes d'émission radio avec la fréquence plasma fondamentale et ses harmoniques. L'utilisation d'un modèle de densité approprié permet d'analyser le spectre dynamique d'une bande radio fondamentale ou harmonique de trois événements solaires. Cette analyse fournit des informations sur la cinématique de la source radio, telles que sa distance par rapport au Soleil (distance héliocentrique), la vitesse du choc, la densité du plasma dans cette région et l'échelle de hauteur.

Bibliographie

[1] Jean Lilensten and Pierre-Louis Blelly. Du Soleil à la Terre. *Collection Grenoble France*, 1999.

[2] David F. Webb and Timothy A. Howard. Coronal Mass Ejections : Observations. *Living Reviews in Solar Physics*, 9(1) :3, June 2012.

[3] `https://www.spaceweatherlive.com/ar/alnshat-alshfqy/mwshr-kp.html`.

[4] G. A. Dulk. Radio emission from the sun and stars. , 23 :169–224, January 1985.

[5] Patrick I. McCauley. Radio Burst and Circular Polarization Studies of the Solar Corona at Low Frequencies. *arXiv e-prints*, page arXiv :1912.01747, December 2019.

[6] E. Ya. Zlotnik, A. Klassen, K. L. Klein, H. Aurass, and G. Mann. Third harmonic plasma emission in solar type II radio bursts. , 331 :1087–1098, March 1998.

[7] I. H. Cairns and R. D. Robinson. Herringbone bursts associated with type II solar radio emission. , 111(2) :365–383, September 1987.

[8] E. R. Priest. Chapter 7 - Magnetohydrodynamics and Solar Dynamo Action. In Oddbjørn Engvold, Jean-Claude Vial, and Andrew Skumanich, editors, *The Sun as a Guide to Stellar Physics*, pages 239–266. 2019.

[9] Nat Gopalswamy, Nariaki Nitta, Sachiko Akiyama, Pertti Mäkelä, and Seiji Yashiro. Coronal Magnetic Field Measurement from EUV Images Made by the Solar Dynamics Observatory. , 744(1) :72, January 2012.

[10] R. D. Cunha-Silva, F. C. R. Fernandes, and C. L. Selhorst. Solar type II radio bursts associated with CME expansions as shown by EUV waves. , 578 :A38, June 2015.

[11] Jr. Newkirk, Gordon. The Solar Corona in Active Regions and the Thermal Origin of the Slowly Varying Component of Solar Radio Radiation. , 133 :983, May 1961.

[12] William C. Feldman. Implications of Saito's coronal density model on the polar solar wind flow and heavy ion abundances. *Elsevier*, 1976.

[13] Firas Al-Hamadani. *Observations of energetic particles and radio emissions during multiple coronal mass ejections*. PhD thesis, University of Turku, Finland, January 2018.

[14] C. W. Allen. Interpretation of Electron Densities from Corona Brightness. , 107 :426, January 1947.

[15] Nishant Mittal and V. K. Verma. Relationship of decametric-hectometric type II radio burst, coronal mass ejections and solar flare observed during 1997-2014. , 50 :60–72, January 2017.

[16] Edward C. Sittler and Linda M. Sittler. Semi-empirical 2D model of the solar corona and solar wind using solar eclipse images : Progress report. In A. Kosovichev, S. Strassmeier, and M. Jardine, editors, *Solar and Stellar Magnetic Fields : Origins and Manifestations*, volume 354, pages 333–345, January 2020.

[17] N. Gopalswamy, W. T. Thompson, J. M. Davila, M. L. Kaiser, S. Yashiro, P. Mäkelä, G. Michalek, J. L. Bougeret, and R. A. Howard. Relation Between Type II Bursts and CMEs Inferred from STEREO Observations. , 259(1-2) :227, October 2009.

[18] B. Vršnak, J. Magdalenić, H. Aurass, and G. Mann. Band-splitting of coronal and interplanetary type II bursts. II. Coronal magnetic field and Alfvén velocity. , 396 :673–682, December 2002.

[19] G. A. Dulk and D. J. McLean. Coronal magnetic fields. , 57(2) :279–295, April 1978.

[20] B. Vršnak, J. Magdalenić, and P. Zlobec. Band-splitting of coronal and interplanetary type II bursts. III. Physical conditions in the upper corona and interplanetary space. , 413 :753–763, January 2004.

[21] A. O. Benz, C. Monstein, H. Meyer, P. K. Manoharan, R. Ramesh, A. Altyntsev, A. Lara, J. Paez, and K. S. Cho. A World-Wide Net of Solar Radio Spectrometers : e-CALLISTO. *Earth Moon and Planets*, 104(1-4) :277–285, April 2009.

[22] Eric Priest. *Magnetohydrodynamics of the Sun*. 2014.

Annexe A

Analyse de deux événements

La méthode de traitement de ces deux événement ci-dessous est la même que celle de l'événement 1.

A.1 L'événement 2 du 14 Décembre 2022

La **Figure A.1** montre le spectre dynamique de l'événement du 14 Décembre 2022 qui a été observé à 04h14 UT par le e-CALLISTO (AUSTRALIA-ASSA) dans la gamme de fréquence 10-90 MHz après traitement et localisations manuelle des branches UFB et LFB de la bande fondamentale ou l'effet de la division est clairement visible.

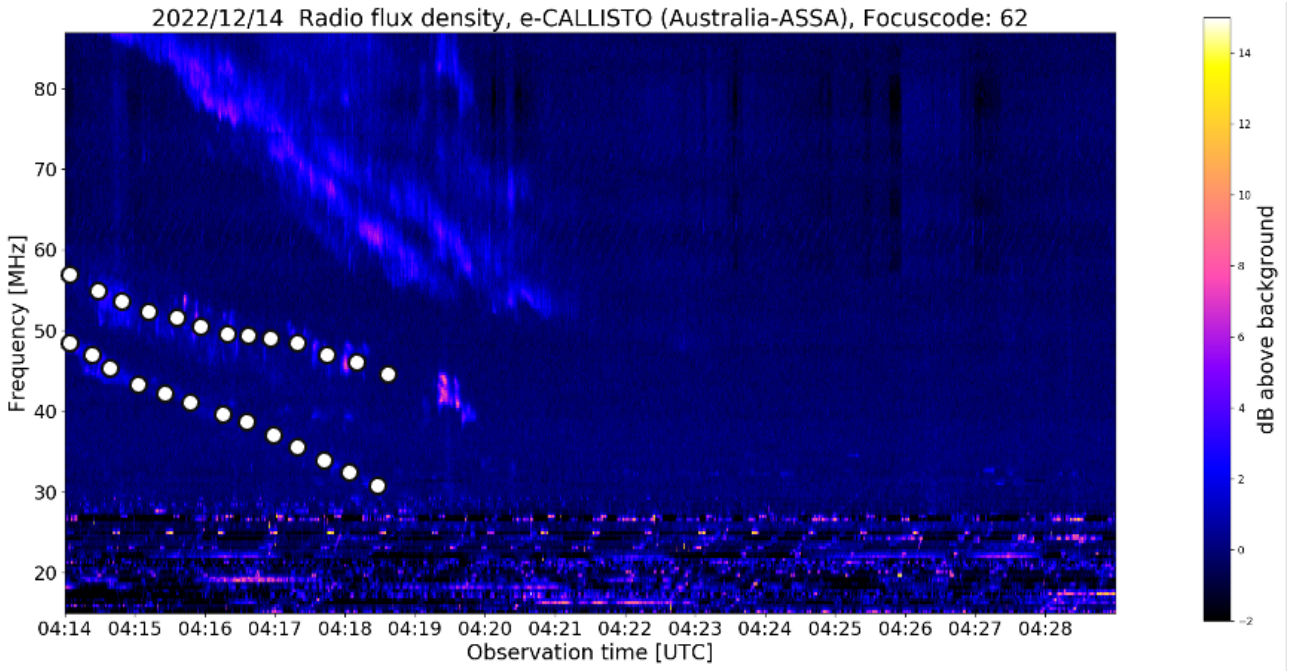

FIGURE A.1 – Spectre dynamique d'un sursaut radio de type II observé par e-CALLISTO (AUSTRALIA-ASSA) le 14 Décembre 2022 à 04 :14 :00 UT

La **Figure A.2** à gauche montre une comparaison entre les différents modèles de densité avec les résultats de l'observation. Le modèle de 20×Leblanc semble le plus proche de l'observation par rapport aux autres modèles. Le panel droit de la La **Figure A.2** montre la vitesse de choc calculé partir des données radio. On remarque qui celle-ci diminue de 1600 à 100 km/s pour R/R_s de 1,6 à 1,74.

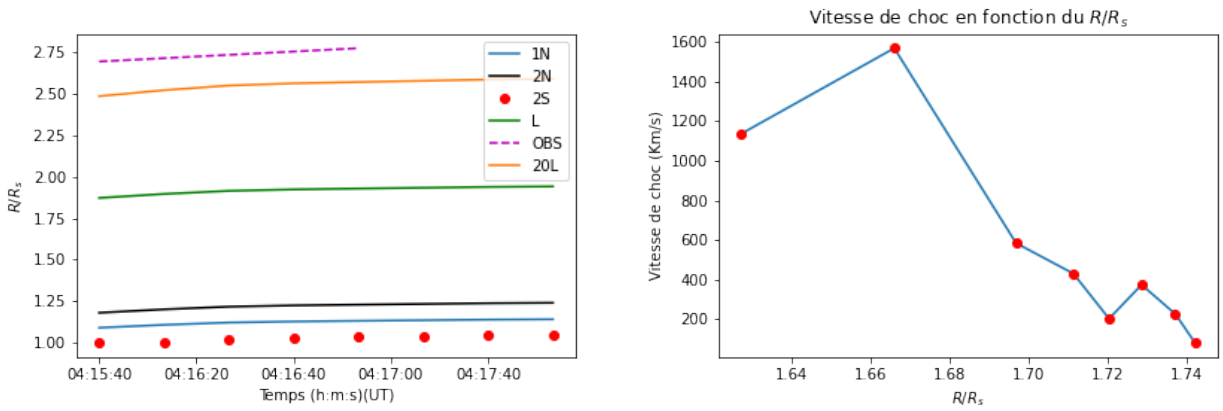

FIGURE A.2 – Paramètres physiques de la source radio pour l'événement 2 de 14 Décembre 2022.

La **Figure A.3** montre une courbe de champ magnétique coronal qui diminue de la valeur 2,5 à 0,5 G pour R/R_s de 1.22 à 1.49. Un fit en puissance des résultats B(r) donne une courbe a la même forme que celle du champ magnétique coronal au dessus d'une région active (courbe bleu) et à partir de $R/R_s > 1{,}35$ il se rapproche plus d'un champ magnétique coronale au voisinage de la terre.

A.2 L'événement 3 du 10 Mai 2022

La **Figure A.4** montre le spectre dynamique de l'événement du 10 Mai 2022 a été observé à 14h00 UT par le e-CALLISTO (GLASGOW) dans la gamme de fréquence 45-80 MHz après traitement et localisations manuelle des branches UFB et LFB de la bande harmonique ou l'effet de la division est clairement visible.

La **Figure A.5** à gauche montre une comparaison entre les différents modèles de densité avec les résultats de l'observation. Le modèle de Leblanc semble le plus proche de l'observation par rapport aux autres modèles. Le panel droit de la La **Figure A.5** montre la vitesse de choc calculé partir des données radio. On remarque qui celle-ci diminue de 3300 à 2300 km/s pour R/R_s de 2,21 à 2,35 et un augmentation de 2300 à 4000 km/s pour R/R_s de 2,35 à 2,5.

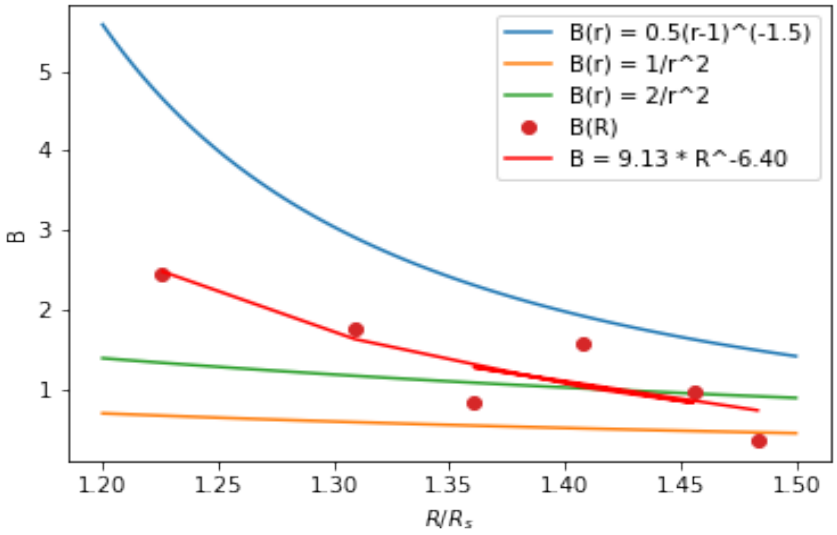

FIGURE A.3 – Les courbes montre un fit en puissance de champ magnétique coronale B(r) de la source radio, du Soleil calme dans la couronne, au-dessus d'une région active (taches solaires) et le champ magnétique coronale au voisinage de la terre

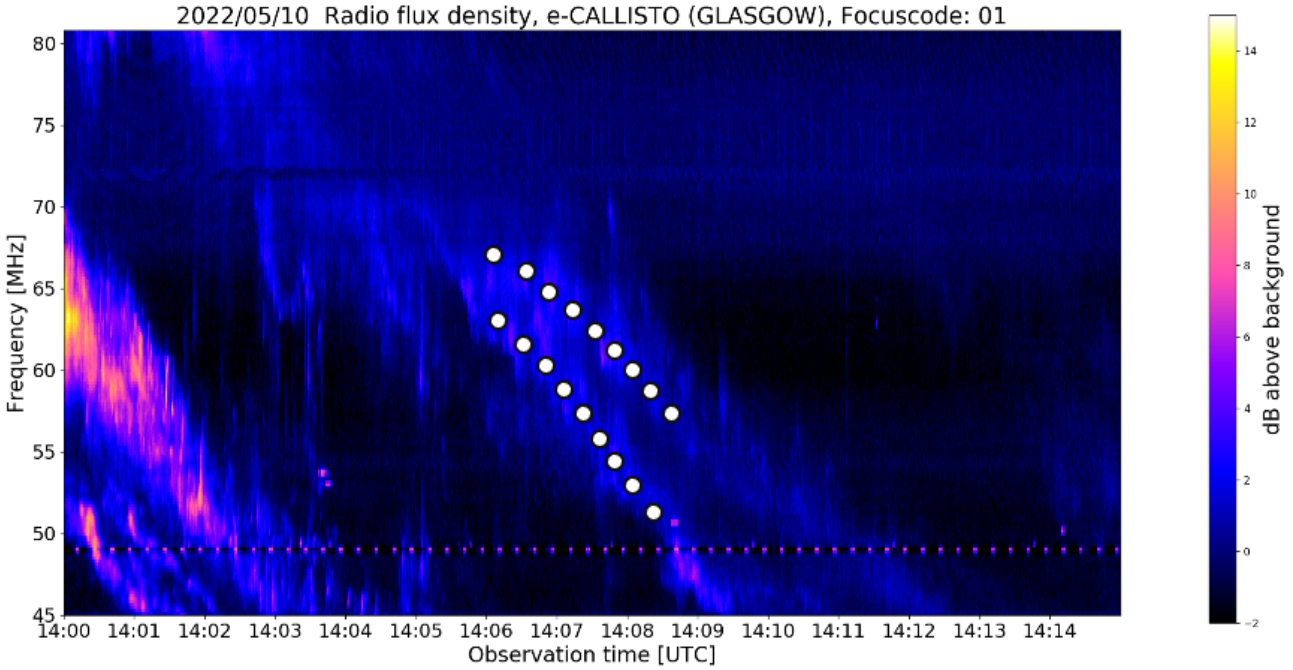

FIGURE A.4 – Spectre dynamique d'un sursaut radio de type II observé par e-CALLISTO (GLASGOW) le 10 Mai 2022 à 14 :00 :00 UT.

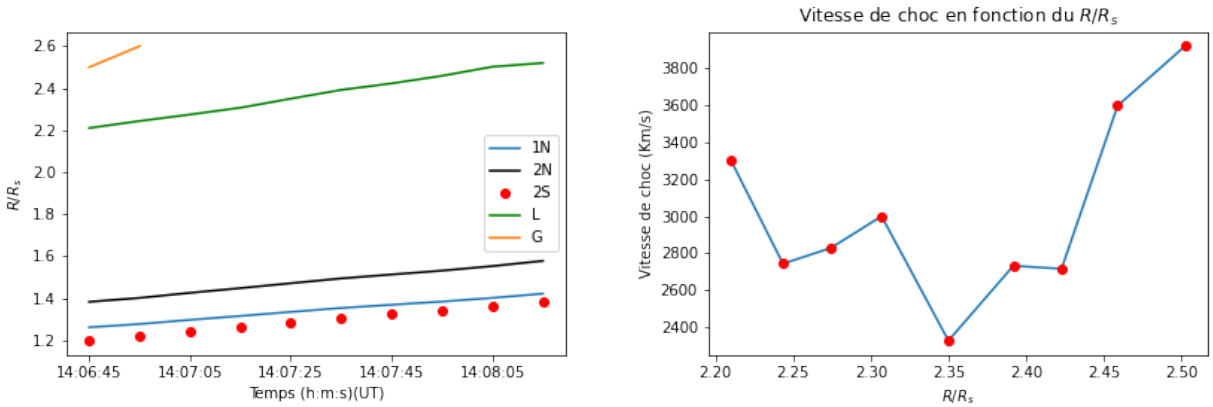

FIGURE A.5 – Paramètres physiques de la source radio pour l'événement 3 de 10 Mai 2022.

La **Figure A.6** montre une courbe de champ magnétique coronal qui diminue de la valeur 3 à 1,7 G pour les distances héliocentriques R/R_s de 1.4 à 1.65. Un fit en puissance des résultats B(r), il se rapproche plus au champ magnétique coronal au dessus d'une région active (taches solaires) (courbe bleu).

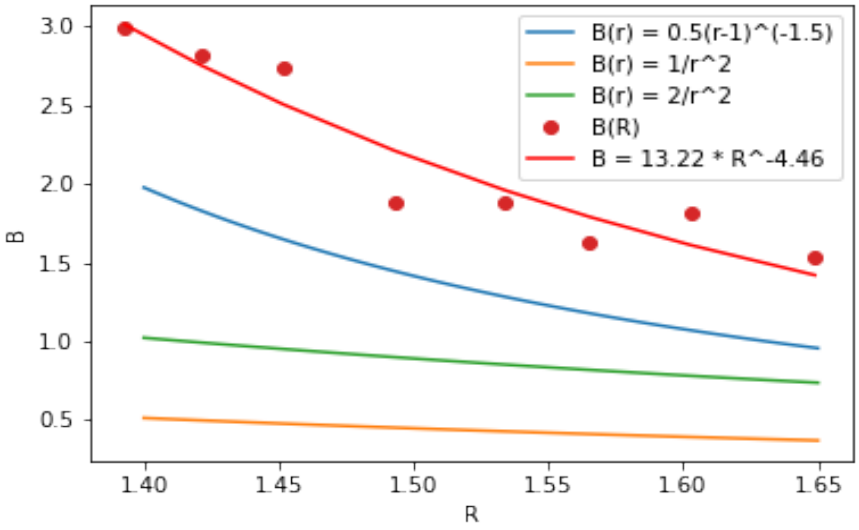

FIGURE A.6 – Les courbes montre un fit en puissance de champ magnétique coronale B(r) de la source radio, du Soleil calme dans la couronne, au-dessus d'une région active (taches solaires) et le champ magnétique coronale au voisinage de la terre

Annexe B

CALLISTO e-CALLISTO

CALLISTO est un acronyme de Compound Astronomical Low cost Low frequency Instrument for Spectroscopy and Transportable Observatory. CALLISTO est un récepteur radio solaire à bas cout et conçu pour être transportable [21]. Sa fenêtre radio est de 45 MHz jusqu'à 870 MHz, ce qui est équivalent à des longueurs d'onde de 34 cm à 6.7m. Ses caractéristiques principale sont résumé dans le tableau ci dessus **Tableau B.1**. Il était désigné en 2006 dans le cadre du IHY2007 (International Heliophysics Year) et ISWI (International Space Weather Initiative) par Christian Monstein (PI) de ETH Zurich.

Les paramètres	Les spécifications
Fenêtre de fréquence	45 MHz – 870 MHz (34 cm $< \lambda < 6.7m$)
Largeur de la bande radio	300 KHz
Temps d'intégration	1 ms par pixel spectral
Fenêtre dynamique	$>$ 40 dB
Bruit	$<$ 10 dB
La vitesse de mesure	800 fréquences/s
Sortie	FITS-file

TABLE B.1 – Les caractéristiques principale de CALLISTO.

Jusqu'au juillet 2019, 160 instruments de type CALLISTO sont installés dans 90 différents pays dans le monde **(Figure B.1)**, ce qui constitue une couverture de 100% de l'astre solaire le long de toute la saison, et ce depuis Mai 2013. Les données de ces instruments sont diffusées gratuitement sur le site e-Callisto :`http://www.e-callisto.org/`.

L'Algérie est devenue un membre d'e-Callisto depuis novembre 2019 en installant un radio récepteur dans la station du CRAAG à Boumerdes **(Figure B.2)**

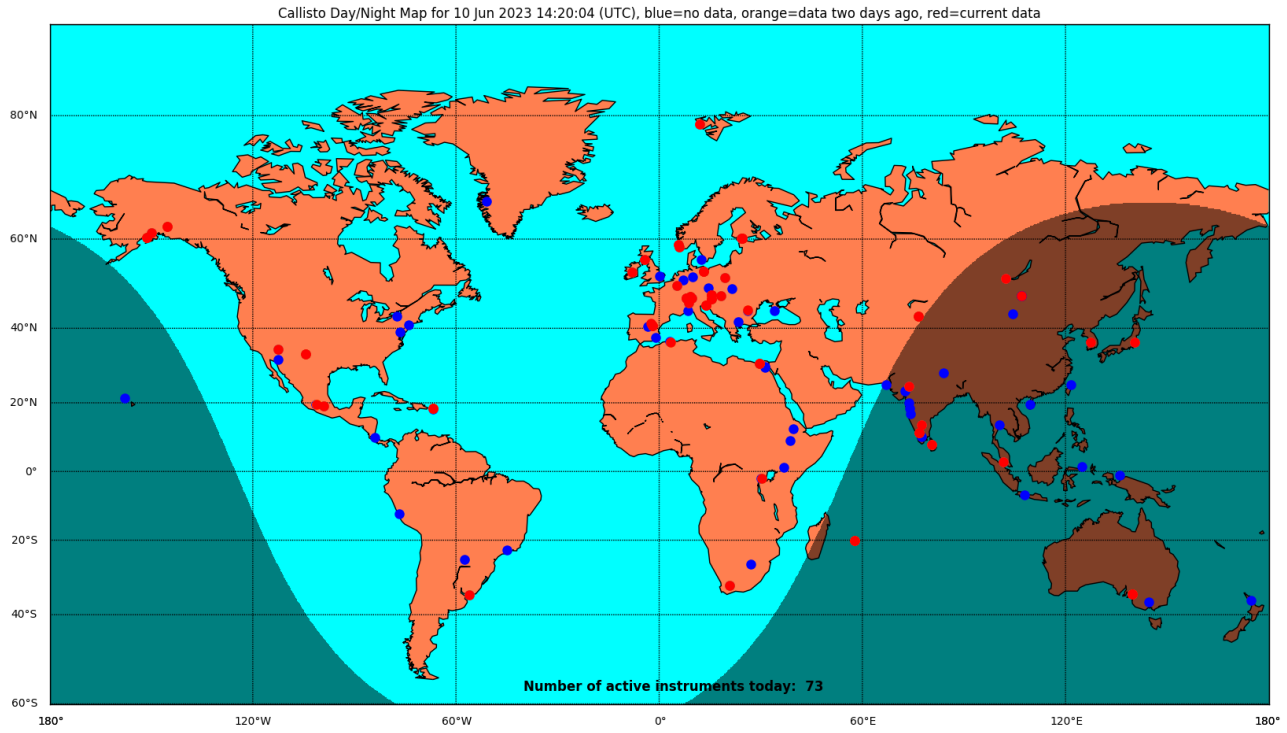

FIGURE B.1 – Le réseau e-Callisto dans le monde (10 Juin 2023). Source : e-Callisto website

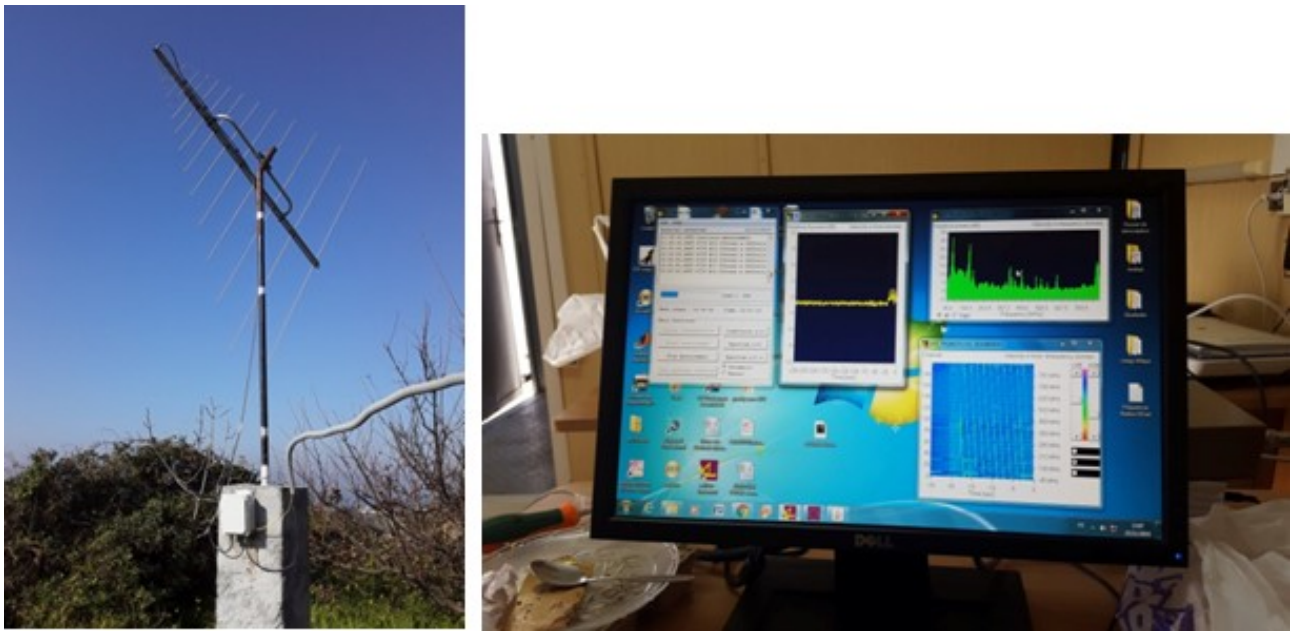

FIGURE B.2 – A gauche l'antenne du Callisto dans la station CRAAG à Boumerdes. A droite l'analyse du spectre radio observé par le Callisto de Boumerdes.

Annexe C

Démonstration des paramètres physiques

C.1 La vitesse du choc V_s :

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

$$\frac{df}{dt} = \frac{df}{dr}\frac{dr}{dt} = V_s\frac{df}{dr} \tag{C.1}$$

où : df/dt est le taux de dérive et $V_s = dr/dt$ est la vitesse du choc du vent solaire.

Sachant que la fréquence du plasma est donnée par : $f_p = 9.10^{-3}{n_e}^{1/2}$ (en MHz).

et sachant que $n = n(r)$ est la densité en cm^{-3}

On calcule l'expression théorique df/dr, on trouve :

$$\frac{df}{dr} = \frac{9}{2}10^{-3}n^{-1/2}\frac{dn}{dr} \tag{C.2}$$

donc ; l'équation A.1 devient :

$$\frac{df}{dt} = V_s\frac{df}{dr} = \frac{9}{2}V_s10^{-3}n^{-1/2}\frac{dn}{dr} = \frac{9}{2}V_s10^{-3}n^{1/2}\frac{1}{n}\frac{dn}{dr} = \frac{V_s}{2}f\frac{1}{n}\frac{dn}{dr} \tag{C.3}$$

maintenant, on développe l'équation A.3 on trouve :

$$\frac{1}{f}\frac{df}{dt} = \frac{V_s}{2}\frac{1}{n}\frac{dn}{dr} = \frac{V_s}{2(\frac{1}{n}\frac{dn}{dr})^{-1}} = \frac{V_s}{2L} \tag{C.4}$$

Tel que :

$$L = (\frac{1}{n}\frac{dn}{dr})^{-1} \tag{C.5}$$

C'est l'échelle de la hauteur.

A partir de l'équation (A.4), on déduit la vitesse du choc du vent solaire :

$$V_s = 2L\frac{1}{f}\frac{df}{dt} \tag{C.6}$$

C.2 Nombre de Mach d'Alfvén M_A

Le splitting de la courbe Harmonique dans le spectre radio de type II est causé par la compression du plasma. Ainsi, la bande qui correspond à une densité n plus grande, donc une fréquence f plus grande est la région qui a été contracté dans la direction du Soleil.

- La relative largeur de la bande instantanée BDW est donnée par :

$$BDW = \Delta f/f = (UFB - LFB) = LFB \tag{C.7}$$

avec $f \sim n^{1/2}$

$$BDW = \frac{n_2^{1/2} - n_1^{1/2}}{n_1^{1/2}} = (\frac{n_2}{n_1})^{1/2} - 1 = \chi^{1/2} - 1 \tag{C.8}$$

Sachant que : $\chi = \frac{n_2}{n_1}$

$$BDW + 1 = \chi^{1/2}$$

donc :

$$\chi = (BDW + 1)^2$$

c'est le saut de densite **(density jump)**.

Le nombre de Mach d'Alfvén dans un milieu est définit comme étant le rapport entre la vitesse du shock V_s (ou le flux de vitesse) et la vitesse d'Alfvén V_A dans ce milieu :

$$M_A = \frac{V_s}{V_A} \Rightarrow V_A = \frac{V_s}{M_A} \tag{C.9}$$

- pour les chocs perpendiculaires (θ=90°) :

$$M_A = (\frac{\chi(\chi+5)}{2(4-\chi)})^{1/2} \tag{C.10}$$

cette expression est déduite de la relation de l'équation (5.48) de saut de Rankine-Hugoniot [22] de la manière suivante :

$$(V_1^2 - \chi V_{A_1}^2)^2 \chi C_{S_1}^2 + \tfrac{1}{2} V_1^2 \cos\theta^2 [\chi(\gamma - 1) - (\gamma + 1)] + \tfrac{1}{2} V_{A_1}^2 V_1^2 \sin\theta^2 [\gamma + \chi(2 - \gamma)] V_1^2 - \chi V_{A_1}^2 [(\gamma + 1) - \chi(\gamma - 1)] = 0$$

pour $\theta = 90°$:

$$(V_1^2 - \chi V_{A_1}^2)^2 \chi (\tfrac{C_{S_1}}{V_{A_1}})^2 + \tfrac{1}{2} V_1^2 \chi [\gamma + \chi(2 - \gamma)] V_1^2 - \chi V_{A_1}^2 [(\gamma + 1) - \chi(\gamma - 1)] = 0$$

Avec : $\gamma = \frac{5}{3}, M_A^2 = (\frac{V_1}{V_{A_1}})^2$ et $\frac{\beta_\gamma}{2} = (\frac{C_{S_1}}{V_{A_1}})^2$

Tel que γ est le rapport des chaleurs spécifiques, β est le plasma-β qui est le rapport entre la vitesse du son sur la vitesse d'Alfvén et C_s c'est la vitesse du son.

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

- pour un plasma portement magnétique comme dans le cas de la couronne solaire ($\beta < 1$)

$$M_A = (\tfrac{\chi(\chi+5)}{2(4-\chi)})^{1/2}$$

C.3 Champ magnétique B

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

où $\rho = n_e m_e + n_p m_p \approx n_p m_p$

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

$\mu = 4\pi 10^{-7} (H.m^{-1})$ et $m_p = 1.67210^{-27}$

B (Tesla) $= 5.1 \times 10^{-9} f$ (MHz) V_A (km/s) en (SI)

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

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