

N° d'ORDRE : 10/2011-D/PH

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

UNIVERSITE DES SCIENCE ET DE LA TECHNOLOGIE

<< HOUARI BOUMEDIEN >>

FACULTE DE PHYSIQUE



THESE

Présentée pour l'obtention du grade de DOCTORAT

En : PHYSIQUE

Spécialité : Electronique Quantique

Par : NAIT AMOR SAMIR

Sujet

Etude et analyse des perturbations d'origine solaire sur
l'environnement terrestre

Soutenue publiquement le 07/07/2011, devant le jury composé de :

Mr. S.OUICHAOUI	Prof USTHB /FPH	Président
Mr. T.ABDELATIF	D.R CRAAG	Directeur de thèse
Mr. A.BENDIB	Prof USTHB /FPH	Co-Directeur de thèse
Mr. N.MOUSSAOUI	M.Conference/A, à USTHB (FPH)	Examinateur
Mr. K.BADARI	Prof UMBB /Boumerdes	Examinateur
Mme. D.DOUMAZ	MR CDTA	Examinatrice

Table des matières

Introduction	4
Chapitre 1 : Connexion Soleil-Terre	8
1.1- <i>Qu'est ce que la météorologie de l'espace ?</i>	8
1.2- <i>Impacts liés aux tempêtes magnétiques</i>	9
1.3- <i>L'activité solaire</i>	11
1.3.1- <i>Les éruptions solaires (Eclats solaires)</i>	11
1.3.2- <i>Classifications des éruptions solaires</i>	12
1.3.3- <i>Réchauffement de la couronne</i>	14
1.4- <i>Le milieu interplanétaire</i>	15
1.4.1- <i>Le vent solaire</i>	15
1.4.2- <i>Eclats radios type IV</i>	17
1.4.3- <i>Eclats radios type III</i>	17
1.4.4- <i>Eclats radios métriques type II</i>	18
1.4.5- <i>Eclats radios kilométriques type II</i>	19
1.4.6- <i>Particules énergétiques d'origine solaire</i>	20
1.4.7- <i>Ejection de Masse Coronale (Coronal Mass Ejection)</i>	22
1.4.8- <i>Propriétés des CMEs</i>	22
1.4.9- <i>CMEs et Eruptions</i>	25
1.4.10- <i>Homologue Interplanétaire du CME, le ICME</i>	26
1.4.11- <i>CME, ICME et la météo de l'espace</i>	26
1.5- <i>La Magnétosphère</i>	28
1.5.1- <i>Structure de la magnétosphère</i>	29
1.5.2- <i>La surface du choc (Bow Schok)</i>	31
1.5.3- <i>Taille de la magnétosphère</i>	32
1.5.4- <i>Reconnexion entre le champ magnétique solaire et le champ magnétique terrestre</i>	33
1.5.5- <i>Couplage Magnétosphère-ionosphère</i>	37
1.5.6- <i>Le courant annulaire</i>	38

1.5.7- Les indices géomagnétiques	39
1.5.8- Les orages géomagnétiques	41
1.5.9- Contrôle du plasma et transport de masse	44
1.5.10- Sommaire sur la magnétosphère.....	45
<i>1.6- L'ionosphère.....</i>	<i>46</i>
1.6.1- Introduction.....	46
1.6.2- Les couches ionosphériques.....	47
<i>A- Couche D.....</i>	<i>47</i>
<i>B- Couche E.....</i>	<i>47</i>
<i>C- Couche F.....</i>	<i>47</i>
1.6.3- Les perturbations d'origine solaire de la couche 'D' et leur impact sur les ondes de très basses fréquences (TBFs)	48
<i>A- Perturbations dues aux éruptions solaires.....</i>	<i>48</i>
<i>B- Perturbations dues au vent solaire.....</i>	<i>51</i>
1.6.4- Les évènements lumineux transitoires.....	54
<i>A- Jets Bleus.....</i>	<i>55</i>
<i>B- Les Sprites.....</i>	<i>55</i>
<i>C- les Elves.....</i>	<i>55</i>
Chapitre 2 : Bases de données utilisées et Instruments de Mesures.....	57
2.1- Bases de données sur l'activité solaire.....	57
2.2- Bases de données du vent solaire et indices géomagnétiques.....	60
2.3- Champ magnétique mesuré par INTERMAGNET.....	60
2.4- Récepteur de Très Basses Fréquences (TBF).....	62
2.5- Observation des évènements lumineux transitoires.....	67
Chapitre 3 : CMEs leurs sources et perturbations géomagnétiques.....	68
3.1- L'association Eruption solaire et CME.....	68
3.2- Caractéristiques des ICME.....	74
3.2.1- Vitesse d'arrivée de l'ICME.....	74
3.2.2- Pression de l'ICME.....	79

3.2.3- Corrélation entre l'indice Dst et B_z et entre l'indice Dst et le produit VB_z	81
Chapitre 4 : Perturbations de la couche 'D' de l'ionosphère dues aux éruptions solaires	89
4.1- <i>Effet du lever et coucher du soleil</i>	89
4.2- <i>Effet des éruptions solaires</i>	91
4.3- <i>Perturbations de la phase due aux éruptions solaires</i>	101
Chapitre 5 : Perturbations du signal TBF dues aux évènements lumineux transitoires	103
5.1- <i>Introduction</i>	103
5.2- <i>Les évènements d'Octobre 2007</i>	105
5.3- <i>Les évènements du Décembre 2007</i>	108
5.4- <i>Effet de la distance sur les perturbations type early</i>	111
5.5- <i>Identification des TLEs au moyen des signaux TBFs</i>	116
5.6- <i>Détection des gammas d'origine terrestre (TGF) par le réseau AWESOME, introduction et perspectives</i>	126
Chapitre 6 : Perturbations du champ magnétique terrestre mesurées dans les régions de moyennes latitudes	128
6.1- <i>Développement des perturbations en temps local</i>	130
6.2- <i>Développement des perturbations selon la longitude des stations de mesures</i>	134
Conclusion	138
Bibliographie	142

Introduction :

La météorologie de l'espace « space weather » est un nouveau domaine de recherche scientifique et qui s'intéresse aux variations des conditions du milieu interplanétaire et de l'environnement Terrestre. Etant donné que les perturbations géomagnétiques, ionosphériques, atmosphériques et enfin les fluctuations du champ magnétique Terrestre mesurées au sol sont fortement liées à l'activité solaire, leur prédiction est devenue très importante pour les besoins économiques (les télécommunications et positionnement) et les missions spatiales (satellites). Effectivement, une éruption solaire intense peut générer une éjection de la matière coronale « Coronal Mass Ejection, CME » qui, de sa part, cause de fortes perturbations géomagnétiques et même d'importants dégâts. D'autant plus, vue le manque de données et d'informations sur ces CMEs entre le Soleil et le point Lagrangien L1, là où les satellites SOHO, WIND et ACE se trouvent, rend la modélisation de la propagation des CMEs et la prédiction de l'intensité de la perturbation géomagnétique difficiles. Ainsi, il est devenu impératif de faire des mesures et des observations en temps réel des conditions interplanétaires, des observations du Soleil à différentes longueurs d'ondes, des mesures des conditions magnétosphériques, des mesures ionosphériques et des fluctuations du champ magnétique Terrestre. L'intérêt de telles mesures est de mieux comprendre le lien entre les éruptions et les CMEs, l'interaction entre les CMEs et le milieu interplanétaire ambiant, les propriétés des CMEs interplanétaires « ICMEs » menant à de fortes perturbations géomagnétiques. Ceci permettra d'établir des relations empiriques de prédictions et de mieux comprendre le couplage magnétosphère-ionosphère.

En plus de l'éjection de la matière du Soleil vers le milieu interplanétaire et durant une éruption solaire, un intense rayonnement est émis. A son arrivée sur Terre, ce rayonnement cause des perturbations dans les signaux de communications et de transmissions. Par conséquent, l'exploitation des signaux radios est l'un des moyens qui permettent d'étudier l'effet des éruptions solaires sur l'ionosphère aussi bien localement en utilisant les données d'un seul récepteur, que globalement en analysant les données

couplées des réseaux. Comme la basse couche de l'ionosphère, dite couche D, est une couche transitoire (apparaît le jour et disparaît la nuit), son diagnostic au moyen des radars et des sondes ionosphériques est impossible. Par contre, les signaux des émetteurs de très basses fréquences (TBF) sont très sensibles aux changements même faibles (10%) de la conductivité à 85 km d'altitude, et donc constituent un outil très efficace pour l'étude des différentes perturbations qui se manifestent dans la couche D.

En Algérie, malgré le fait que ses infrastructures peuvent connaître des risques (ex : les satellites, les transmissions radios, communications mobiles, réseaux électriques et pipelines), la météo de l'espace n'a pas encore suscité l'intérêt des chercheurs à l'exception de l'exploitation des mesures du champ magnétique Terrestre effectuées dans différentes régions du pays. Dans cette thèse, nous nous sommes intéressés à la relation entre l'éruption solaire et l'éjection de masse coronale (ou CME), la propagation des CMEs dans le milieu interplanétaire et leur interaction avec le vent solaire, les propriétés de leurs homologues interplanétaires (ICME), l'interaction entre ces ICMEs avec la magnétosphère et enfin l'importance de la longitude de la région active, source du CME, dans l'intensité de la perturbation. Cette dernière problématique n'ayant fait l'objet d'aucun travail antérieur, nous sommes donc les premiers à l'avoir exploité et avons conclu que l'intensité de la perturbation géomagnétique dépend bien de la longitude de la région source du CME.

Nous avons aussi étudié l'effet solaire sur la couche D de l'ionosphère en récoltant et exploitant des données locales. Ceci a pu se faire grâce à l'installation d'un récepteur de très basses fréquences (où Very Low Frequencies , VLF) en Août 2006. Les signaux des émetteurs TBFs reçus ont été analysés, notamment leurs perturbations liées aux éruptions solaires. L'intérêt a été principalement porté sur l'allure de la perturbation, l'effet des saisons sur les paramètres des perturbations (l'amplitude et la durée), la détermination du seuil minimal du rayonnement X menant à une perturbation mesurable, le suivi de l'évolution temporelle et spatiale de la perturbation en comparant les données des

différents récepteurs TBF du réseau AWESOME dont le notre fait partie. En plus des perturbations liées à l'activité solaire, nous avons étudié aussi les perturbations des signaux TBFs liées aux évènements lumineux transitoires (ou TLE). Dans cette thématique et au moyen de notre récepteur nous avons participé à la campagne européenne d'observation des TLEs connue sous le nom d'EuroSprite. Notre participation à cette campagne a apporté bon nombre d'informations et clarifications concernant le lien entre ces TLEs et les perturbations de type Early. Effectivement, dans des analyses de perturbations des signaux TBFs effectuées durant les précédentes campagnes, les auteurs ont conclu que seul les TLEs sont responsables des perturbations Early. De notre part, nous avons mené une étude comparative entre les signaux reçus par des récepteurs situés dans différentes régions de la méditerranée. Cette étude a pu nous éclairer sur l'unicité de l'association TLE-Early, voire l'étendue de ces perturbations, leur localisation ainsi que le suivi de l'activité orageuse loin du champ de visibilité des cameras optiques. Nous avons ainsi mis en évidence les effets de la distance TLE-récepteur, TLE-émetteur et l'angle de réflexion de l'onde électromagnétique sur les caractéristiques des perturbations Early. En dernière tâche, et non des moindres, nous avons analysé les données du champ magnétique Terrestre générées par le réseau ITERMAGNET. Cette étude a pour objectif de montrer que le développement d'une perturbation géomagnétique dépend de la longitude de la station où s'effectue la mesure. Cette dépendance est expliquée par la compétition des différents courants ionosphériques dans la formation de la perturbation.

La thèse se structure comme suit : Dans le premier chapitre nous introduisons la météorologie de l'espace où nous décrivons les différents phénomènes intervenant dans la connexion Soleil-Terre. Dans le deuxième chapitre nous donnons les différentes bases de données exploitées pour la réalisation du travail de thèse ainsi qu'une description de notre récepteur TBF. Dans le troisième chapitre nous donnons les résultats liés aux perturbations géomagnétiques dues à l'activité solaire. Alors que l'effet des éruptions solaires sur la propagation des ondes TBFs fera l'objet du quatrième chapitre, les perturbations des signaux TBFs dues aux phénomènes lumineux transitoires observés

durant les campagnes d'EuroSprite sont présentées dans le cinquième chapitre. Le chapitre six regroupe les résultats liés aux fluctuations du champ magnétique Terrestre mesurées dans différentes stations de mêmes longitudes et durant de fortes perturbations géomagnétiques. A la fin du manuscrit nous terminons par regrouper les principaux résultats de notre travail ou conclusion.

Chapitre 1 : Connexion Soleil-Terre

1.1-Qu'est ce que la météorologie de l'espace ?

La météorologie de l'espace est la prédiction de l'impact des activités solaires sur l'ensemble des activités humaines. Le Soleil est un formidable réservoir d'énergie dont l'expression la plus spectaculaire reste les éjections de masse coronale (ou CME, signifiant Coronal Mass Ejection). Ces bulles de plasma, gaz composé de particules chargées positivement et négativement (principalement des protons et des électrons avec quelques traces d'éléments lourds), peuvent atteindre des proportions gigantesques (typiquement quelques dizaines à quelques centaines de rayons terrestres (R_T) pour 10^{13} - 10^{14} kg) et ne sont pas sans conséquence sur l'environnement terrestre. Se déplaçant à des vitesses variant entre 100 et 3000 km s^{-1} , elles mettent, typiquement, 3 jours pour atteindre la Terre et, sous certaines conditions, provoquent des orages magnétiques.

Par ailleurs, le Soleil émet en permanence un flux de plasma appelé «Vent Solaire» se déplaçant en moyenne à 450 km s^{-1} . Le champ magnétique interplanétaire est la composante du champ magnétique solaire transporté par le vent solaire dans le milieu interplanétaire, son orientation est variable. Une orientation antiparallèle au champ magnétique terrestre crée des conditions favorables au déclenchement, dans la queue de la magnétosphère, d'événements impulsifs considérables, qu'on appelle les sous-orages magnétiques. Finalement, le Soleil, et sous certaines conditions, émet aussi du rayonnement électromagnétique et des particules énergétiques qui peuvent être mortelles pour l'être humain. Ainsi, l'atmosphère terrestre et le champ géomagnétique terrestre constituent deux remparts contre les menaces issues de notre étoile. C'est pour identifier, mieux connaître et prédire les risques que fait peser le Soleil sur l'être humain et ses technologies qu'est née la météorologie de l'espace.

1.2- Impacts liés aux tempêtes magnétiques

Les effets des perturbations sur l'activité humaine sont multiples. Elles peuvent affecter les satellites, les systèmes de télécommunications et navigations, le positionnement, les études et les exploitations géologiques, l'industrie et la santé. Les composants des satellites sont devenus minces, et donc sont devenus très sensibles aux particules énergétiques solaires. Ces particules peuvent endommager les micro-puces électroniques et changer ainsi les logiciels de commandes dans les ordinateurs. Des concentrations intenses de particules énergétiques peuvent entraîner des surcharges dans les satellites. Cela se produit lorsque les particules, principalement des électrons, pénètrent dans le revêtement extérieur du satellite et déposent leurs charges dans toutes les parties intérieures. Quand les charges s'accumulent, dans une partie quelconque, leur tendance est de devenir neutres en se déchargeant vers d'autres composants. Cette décharge peut être destructrice pour les systèmes électroniques du satellite.

L'autre phénomène est la charge différentielle. Durant une perturbation géomagnétique, le nombre et l'énergie des électrons et des ions augmentent. Donc, quand un satellite passe à l'intérieur de ce milieu énergétique, les particules collées au satellite rendent les parois chargées différemment l'une par rapport à l'autre. Cependant, une décharge électrique peut se produire à travers les composants du satellite et donc les endommager. Comme durant une activité géomagnétique ou une éruption solaire la haute atmosphère de la Terre est alors chauffée. Ce réchauffement augmente la densité des gaz rares dans l'atmosphère à ces altitudes (> 1000 km) où plusieurs satellites orbitent. En conséquence la viscosité augmente et le satellite est ralenti. A certaines altitudes et sous l'effet de la viscosité, des satellites sont forcés de changer d'orbite et d'aller plus haut, donc ils tombent lentement et brûlent.

Pour les télécommunications, les perturbations géomagnétiques peuvent causer l'absorption de certaines fréquences (en particulier les radioamateurs). Un autre exemple est celui du lancement des missiles à grandes distances. En effet, durant la perturbation, le

signal d'un radar peut être enclavé par des échos radios l'empêchant d'atteindre le récepteur.

Les systèmes de navigation, comme le OMEGA et le LORAN, eux aussi ne sont pas à l'abri. Le OMEGA, par exemple, consiste en huit émetteurs radios situés dans différentes régions à travers le monde. Les avions et les navires utilisent les très basses fréquences émises par ces émetteurs pour déterminer leurs positions. Durant une perturbation géomagnétique ou une éruption solaire, le système peut donner au navigateur des informations avec des erreurs allant jusqu'à plusieurs kilomètres. Donc, si le navigateur est alerté d'avance, il pourra alors changer de système. Les systèmes GPS peuvent être aussi affectés par le changement de la densité électronique dans l'ionosphère durant une perturbation géomagnétique. Les réseaux électriques peuvent être aussi affectés par l'activité géomagnétique. En effet, quand le champ magnétique fluctue au voisinage d'un conducteur, comme les câbles, un courant électrique est alors induit dans le conducteur. Cela se produit à grande échelle durant une perturbation géomagnétique. Les compagnies électriques distribuent un courant électrique alternatif au consommateur via de longs câbles électriques. Cependant, le courant généré par la perturbation géomagnétique au voisinage des câbles peut causer une surcharge, griller et endommager les transformateurs.

Dans l'exploration géologique les techniciens utilisent le champ magnétique de la Terre pour déterminer les structures des roches souterraines. Dans le but de trouver le pétrole, le gaz ou bien les minéraux, mais la détection exacte de ces structures peut se faire uniquement durant une activité géomagnétique calme. Les couches de la Terre, magnétosphère et ionosphère, protègent les êtres vivants des rayonnements et particules énergétiques provenant du Soleil. Par contre, les astronautes sont fortement en danger. En effet, la pénétration des radiations et particules énergétiques dans les cellules vivantes peuvent endommager les chromosomes et causer des cancers. D'importantes doses peuvent être fatales.

1-3 : L'activité solaire

1.3.1- Les éruptions solaires (Eclats solaires) :

La physique des éruptions (ou éclats) solaires est trop large pour être intensivement présentée dans cette thèse. Donc nous présenterons uniquement les principales caractéristiques et leurs effets sur l'environnement terrestre. L'éruption solaire est un rayonnement soudain émis dans l'atmosphère solaire. Typiquement, elle s'étend sur plusieurs couches, engendrant un mouvement de masse et une accélération de particules. Ce rayonnement implique une dissipation de l'énergie qui a été emmagasinée dans les boucles magnétiques photosphériques. Cette énergie se forme d'une façon graduelle à travers la convection sub-photosphérique qui engendre des contraintes magnétiques dans la couronne. Les observations du Soleil en radio (dans le domaine des GHz), rayons UV, X et γ révèlent que les éruptions commencent par des processus énergétiques. Les processus clefs sont l'accélération des particules, le réchauffement du plasma dans les tubes magnétiques et l'éruption comme observée à différentes longueurs d'onde. La figure 1 montre une région active au voisinage d'un filament observé dans l'UV. Durant le développement de la région active, plusieurs éruptions avaient été enregistrées par le satellite GOES (Geostationary Operational Environmental Satellites). Aucune de ces éruptions n'avait déstabilisé le filament malgré sa proximité de la région active.

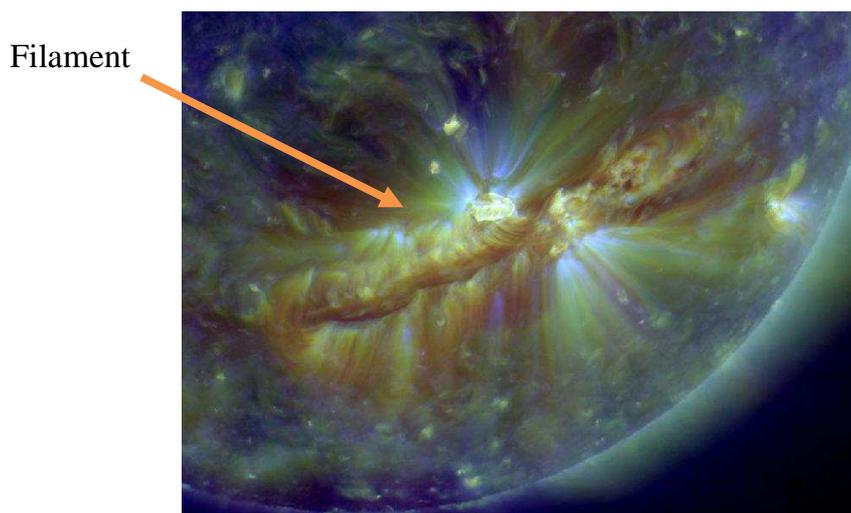


Figure 1 : Région active au voisinage d'un filament observé dans l'UV. Source : NASA

Les observations satellitaires et celles depuis le sol ont montré qu'il existe deux types d'éruptions solaires : éruption (ou *éclat*) *Confinée* et *Eruptive* [1]. Les éclats confinés apparaissent comme de petites boucles brillantes de faible mouvement. Alors que les éclats éruptifs induisent des événements de décroissances longues avec des boucles d'arcades, en association avec l'éjection de masse coronale (CME). Dans la figure 2 sont présentées les deux catégories d'éruptions. Dans cette figure, on montre les données des rayons X mesurées par le satellite GOES, les clichés de la couronne observée par le télescope EIT (Extreme ultraviolet Imaging Telescope) et les images du coronographe C2 du satellite SOHO. La partie supérieure de la figure 2 représente les enregistrements dans le cas d'un éclat confiné, alors que dans la partie inférieure sont celles de la catégorie éruptive. D'après la figure 2, on constate que, même si les deux catégories sont de classe d'énergie identique dans le domaine des rayons X, à grande échelle, les deux éclats n'ont pas les mêmes conséquences. En effet, les images enregistrées par le coronographe C2, présentées en bas de la figure 2, montrent bien que des éjections de masse coronale sont produites en association avec les éclats éruptifs enregistrés par le satellite GOES.

1.3.2- Classifications des éruptions solaires.

L'éruption solaire est une explosion dans la surface du Soleil, se produisant lorsque l'énergie emmagasinée dans le champ magnétique tordu (généralement au-dessus d'une tache solaire) est soudainement libérée. L'éclat produit une émission intense du rayonnement X, gamma et radios. Les éruptions solaires sont classées selon leurs luminosités dans le domaine des rayons X de 1 à 8A°. Les principales et importantes éruptions sont classifiées en trois catégories :

- *Classe X*, les plus intenses avec un flux $> 10^{-4} \text{W/m}^2$. Elles peuvent causer des interruptions dans les communications radios et des tempêtes de rayonnement de longues durées.
- *Classe M* ($10^{-4} > \text{Flux} > 10^{-5}$), d'intensité moyenne, elles peuvent causer des interruptions des communications radios mais dans les régions polaires seulement, des tempêtes de radiations minimales peuvent suivre les éclats de classe M.

- Les *Classes C*, de flux entre 10^{-5} et 10^{-6} W/m², ont de faibles conséquences sur la Terre.

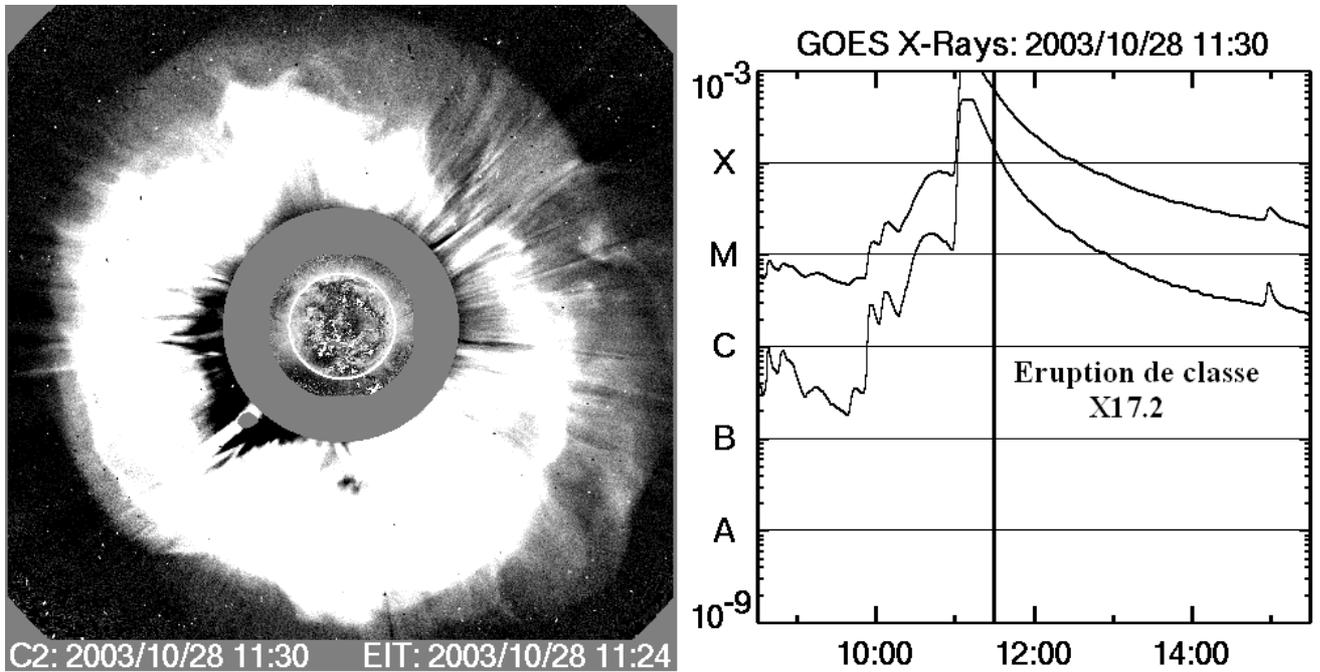
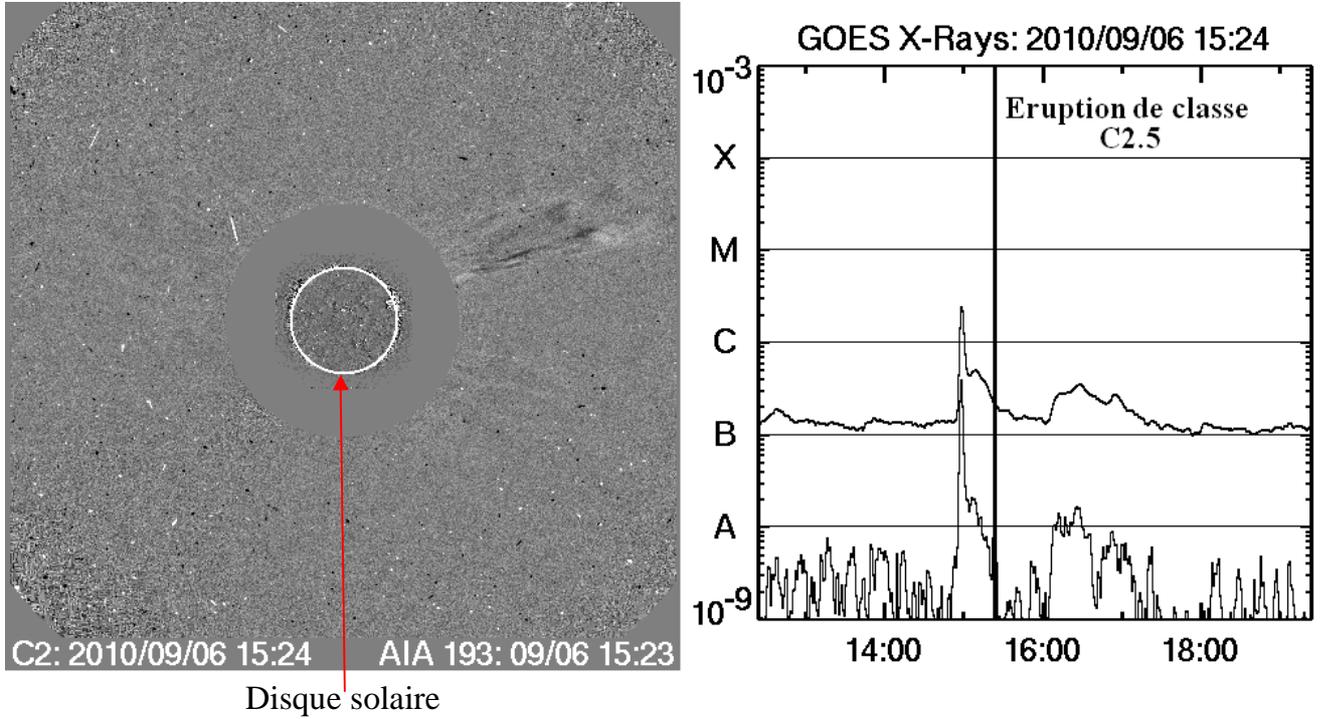


Figure 2 : Eclats solaires : confiné (en haut), et éruptif (en bas).

Chaque classe d'éclat est subdivisée en sous-classes identifiées par des chiffres allant de 1 à 9 selon l'intensité de l'événement (e.g. C1, M7, X2). Dans la figure 3 est représentée une série d'éclats solaires enregistrés par le satellite GOES de NOAA (National Oceanic and Atmospheric Administration) en juillet 2000.

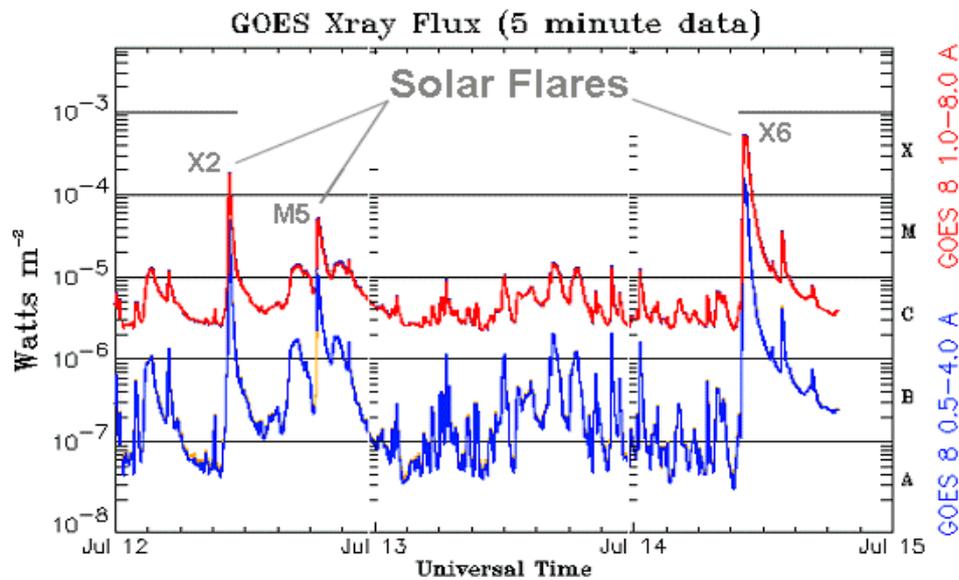


Figure 3 : Différentes classes d'éclats solaires enregistrés en Juillet 2000.

1.3.3- Réchauffement de la couronne :

L'un des problèmes majeurs non résolus en astrophysique est le processus responsable du réchauffement de la couronne. Cependant, l'énergie qui réchauffe la couronne doit être d'origine sub-photosphérique, mais le mécanisme physique qui transporte cette énergie et la transforme en chaleur et en énergie cinétique et magnétique n'est pas encore connu. Différentes structures peuvent être, éventuellement, à l'origine du réchauffement de la couronne comme : les boucles de flux magnétiques (Loops), les structures brillantes dans la couronne, les lignes du champ magnétique dans les trous coronaux et les ondes d'Alfvén et acoustiques [2, 3]. Malgré toutes les observations, satellitaires et au sol, ainsi que les modélisations théoriques et simulations numériques sur le réchauffement de la couronne et l'accélération du vent solaire, le problème reste toujours en partie non résolu [4-6].

1.4- Le milieu interplanétaire

1.4.1- Le vent solaire :

Le milieu entre le Soleil et ses planètes n'est pas vide comme il a été supposé avant 1950. Il est constitué d'un plasma magnétisé de faible densité, qui est un mélange d'électrons et d'ions en écoulement loin du Soleil connu sous le nom de *vent solaire*. Ce plasma se comporte comme un fluide électrique et conducteur transportant un champ magnétique de la couronne solaire vers le milieu interplanétaire. Vu le fait que le vent solaire a une énergie cinétique suffisante pour échapper à l'attraction gravitationnelle, il est considéré comme étant une extension de la couronne solaire dans le milieu interplanétaire. Parker en 1958 [7] était le premier à avoir suggéré que la couronne solaire ne peut pas rester dans son équilibre statique, mais elle est en expansion vu que la pression interstellaire ne peut permettre cet état statique. Il est vrai que le vent solaire était connu à partir des observations des comètes, mais ses propriétés prédites par Parker avaient été confirmées par les satellites Lunik III et Venus I en 1959 et par Mariner II au début de l'année 1960.

Les satellites ont enregistré différentes classes de vents solaires «lent et rapide», en fonction de la vitesse, la densité et la température, dépendant de son origine au niveau de la couronne solaire. La vitesse du vent solaire varie entre 400 km/s et 800 km/s alors que la densité varie entre 1 et 10 particules/cm³. La formation du vent solaire lent est attribuée à la séparation entre les charges positives et les charges négatives dans la couronne. En effet, les électrons ont en moyenne une vitesse supérieure à la vitesse de libération du Soleil et peuvent s'échapper de son attraction, donc une séparation de charge entre la couronne (qui devient un peu plus positive due à la perte d'électrons) et les couches supérieures négatives (dues à un surplus d'électrons) est alors formée. Cette différence de potentiel engendre un champ électrique 'E' dirigé du Soleil vers le milieu interplanétaire. La force électrostatique qui s'exerce sur les charges positives tend à les accélérer. Ceux-ci vont ainsi pouvoir s'échapper à l'attraction solaire. Le vent solaire lent

est observé durant les éclipses solaires ou au moyen d'un coronographe, voir figure 4(A). Par contre, l'origine du vent solaire rapide est observée en coïncidence avec l'apparition des trous coronaux siègeant de lignes de champ magnétique ouvertes dans le milieu interplanétaire, figure 4(B). Cette différence des origines du vent solaire rapide et lent avait été mise en évidence après le lancement du satellite ULYSSES en 1990. En effet, l'orbite du satellite passe par les régions polaires du Soleil en traversant l'équateur, ce qui lui a permis de mesurer ces classes du vent solaire, figure 5 (A et B).

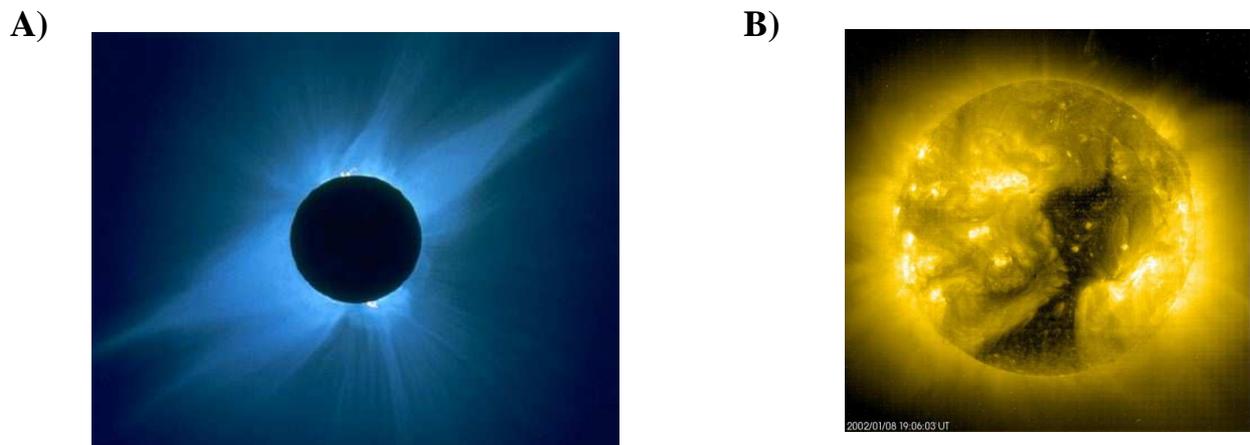


Figure 4 :A) Ceinture équatoriale source du vent solaire lent. B) trou coronal (région sombre) source du vent solaire rapide. Source : site web de la NASA

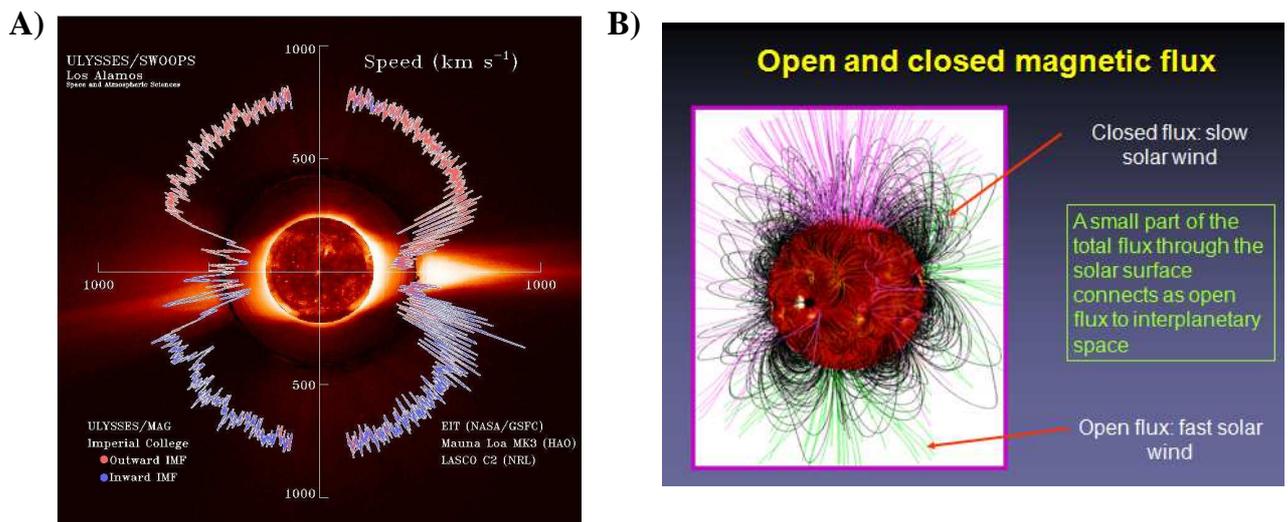


Figure 5 : A) Vents solaires mesurés par le satellite ULYSSES. B) Lignes du champ magnétique solaire fermées et ouvertes. Source : site web de la NASA

Les principales différences entre ces deux catégories du vent solaire sont la vitesse, la densité de particules, le flux de masse et l'abondance de l'hélium. Par contre, les densités des flux d'énergie et du moment sont presque identiques. Cela montre que la forme et la taille de la magnétosphère Terrestre ne changent pas avec la nature du vent solaire. Les principales caractéristiques des deux catégories du vent solaire sont présentées dans le tableau 1.

	<i>Low Speed wind</i>	<i>Fast speed wind</i>
<i>Flow speed : v_p</i>	<i>250-450 km/s</i>	<i>400-800 km/s</i>
<i>Proton density : n_p</i>	<i>10.7 cm^{-3}</i>	<i>3 cm^{-3}</i>
<i>Proton flux density : $n_p v_p$</i>	<i>$3.7 \cdot 10^8 \text{ cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$</i>	<i>$2.0 \cdot 10^8 \text{ cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$</i>
<i>Proton temperature T_p</i>	<i>$3.4 \cdot 10^4 \text{ K}$</i>	<i>$2.3 \cdot 10^5 \text{ K}$</i>
<i>Electron temperature T_e</i>	<i>$1.3 \cdot 10^5 \text{ K}$</i>	<i>$1 \cdot 10^5 \text{ K}$</i>
<i>Momentum flux density</i>	<i>$2.2 \cdot 10^8 \text{ dyne/cm}^2$</i>	<i>$2.26 \cdot 10^8 \text{ dyne/cm}^2$</i>
<i>Total energy flux density</i>	<i>1.55 erg/cm^2</i>	<i>1.43 erg/cm^2</i>

Tableau 1 : Propriétés des vents solaires rapide et lent. Source [8].

1.4.2- Eclats radios type IV :

Les éclats radios en général sont des émissions d'ondes électromagnétiques dans le domaine radio, leurs origines diffèrent d'une catégorie à une autre. Les éclats radios de type IV couvrent un spectre continu avec des fréquences inférieures à 200 MHz, i.e, des longueurs d'ondes dans le métrique. Parfois, leurs sources sont vues s'éloigner du Soleil. Ils sont supposés être dus aux électrons piégés dans des boucles magnétiques des éjectas d'éruptions, mais cette interprétation est toujours en débat.

1.4.3- Eclats radios type III :

Une plus grande partie des électrons et des protons, accélérés dans le site de l'éruption, s'échappe dans l'espace guidé par le champ magnétique du vent solaire. L'éjection des électrons dont l'énergie de l'ordre du keV est accompagnée par l'émission

d'ondes radios entre le MHz et le kHz. Deux types de processus sont proposés pour expliquer ces éclats [8] :

1- Les électrons accélérés, dans le site de l'éruption à des énergies de l'ordre du keV, sont éjectés loin du Soleil et excitent localement l'oscillation du plasma le long de tout le chemin depuis la couronne jusqu'à de grandes distances dans l'héliosphère. La fréquence d'oscillation du plasma f_p étant déterminée en fonction de la densité des électrons n_e :

$$f_p \approx 9 \times n_e^{0.5} \quad (1)$$

Avec f_p en kHz et n_e en cm^{-3} .

2- Ces oscillations plasmas (appelées ondes de Langmuir) sont converties en une fuite de radiations électromagnétiques, à la même fréquence ou de son harmonique, par le processus non linéaire de l'interaction onde-onde. Comme la densité des électrons varie en fonction de la distance, la fréquence de l'onde décroît graduellement avec le temps et leurs temps d'apparition sont graduellement retardés [9]. Des antennes modernes, à bord des sondes spatiales, permettent la détermination de la direction de déplacement de la source émettrice des éclats de type III. La fréquence elle-même est une mesure de la densité électronique du plasma qui est aussi la mesure de la distance radiale de la source émettrice. Donc, le lieu d'une source émettrice est possible à déterminer. En effet, la forme de la spirale de Parker le long de laquelle les électrons se déplacent peut être vérifiée expérimentalement [10]. Des mesures simultanées par deux sondes distantes donnent une triangulation précise de la source émettrice et une stéréoscopie du chemin du jet électronique, même sans aucune supposition du profil de la densité électronique [11]. Puisque le spectre des éclats III est large, leurs temps de vol à un observateur distant varient considérablement [12].

1.4.4- Eclats radios métriques type II :

Plusieurs fortes éruptions solaires sont accompagnées par des éclats radios de type II. Ils apparaissent comme des bandes d'émissions radios qui dérivent lentement de la plus haute à la plus faible fréquence. La fréquence de ce type de radiation décroît de plusieurs

centaines de MHz à 20 MHz et parfois plus bas au bout de quelques dizaines de minutes. Il est supposé que l'éclat type II est dû à une accélération des électrons au front d'un choc coronal se propageant à l'extérieur. La décroissance de la fréquence correspond au déplacement du choc au sein d'un plasma de profil de densité radial. Pour un profil de densité connu, il est donc possible de déterminer la vitesse de propagation de l'onde de choc [13].

1.4.5- Eclats radios kilométriques type II :

Il existe un autre type d'éclat appelé éclat radio kilométrique type II. Il dérive aussi en fréquence de quelques centaines de kHz à quelques dizaines de kHz sur plusieurs jours. Cane et al. [14], ont supposé que ce type d'éclat est dû à l'accélération des électrons par l'onde de choc interplanétaire durant leur déplacement du Soleil vers l'espace. La nature du choc causant ce type d'éclat reste toujours en débat. Cliver et al. [15, 16] croient que les deux catégories d'éclats type II sont dues aux chocs générés par les CMEs. L'autre supposition, établie par Cane et al. [17, 18] et Gopalswamy et al. [19] où ils soutiennent l'idée proposée par Wagner et al. [20], qui dit que les éclats métriques sont dus aux ondes de chocs coronales générées par les éruptions. En fait, il n'était pas possible d'obtenir un spectre entier regroupant les domaines radios métriques et kilométriques. Ceci était attribué aux défauts d'instrumentations. Ce n'est que récemment que le spectre entier est alors observable, mais le gap persiste toujours. Le problème est que les éclats métriques type II disparaissent après $2R_s$ (R_s est le rayon solaire) depuis le centre du Soleil puisque leur fréquence descend rarement au-delà de 5 MHz [19]. Ceci suggère qu'ils sont dus à des ondes de choc qui disparaissent rapidement.

D'autre part, les chocs générés par les CMEs ne peuvent pas avoir lieu si leurs vitesses sont inférieures à la vitesse magnéto-sonique locale. Pour les CMEs lents, cette condition n'est pas vérifiée avant qu'ils atteignent une distance de plusieurs R_s [21]. Ce qui peut expliquer pourquoi les éclats kilométriques types II ont rarement des fréquences au-delà de 1 MHz. Dans certains cas, les deux catégories de l'éclat type II peuvent être

enregistrées simultanément à différentes fréquences. Cela ne prouve pas l'existence des deux types de chocs, mais il est possible qu'un large front du choc puisse accélérer des électrons dans différentes distances par rapport au Soleil.

1.4.6- Particules énergétiques d'origine solaire :

Les processus fortement dynamiques dans la couronne magnétisée et le milieu interplanétaire peuvent causer une accélération des particules chargées. Les lieux principaux de l'accélération de ces particules sont les sites d'éruptions, ondes de chocs dans la couronne et dans le milieu interplanétaire. Les énergies de ces particules énergétiques solaires (Solar Energetic Particles, SEP) varient entre le keV (particules suprathermiques) à quelques GeV. Parfois les particules les plus rapides acquièrent des vitesses relativistes supérieures à $0.5c$ (c est la vitesse de la lumière), et arrivent à la Terre quelques minutes après la lumière du flash. Elles ont un intérêt particulier pour la météorologie de l'espace puisqu'elles peuvent pénétrer dans les sondes spatiales et endommager leurs systèmes électroniques. Les événements les plus forts, comme ceux d'août 1972 ou entre octobre et novembre 2003, ont produit d'intenses radiations qui auraient pu être fatales pour les astronautes non protégés. Pour les événements larges, les SEP ionisent l'atmosphère polaire et produisent des nitrates qui précipitent et ensuite seront piégés dans la glace polaire. Les analyses de glace polaire révèlent que l'évènement SEP le plus fort, durant les derniers 400 ans, était observé par Carrington en 1858 et il a été attribué à une éruption solaire gigantesque [22].

Pour illustrer l'effet des particules énergétiques sur les satellites, nous avons présenté dans la figure 6 les flux des électrons et des protons à différentes énergies durant différents événements intenses entre le 25/10/2003 et 06/11/2003. Durant cette période, plusieurs éruptions solaires de classes différentes ont été enregistrées. La plus intense était enregistrée le 28/10/2003 entre 09:48 TU et 13:49 TU et était de classe X17, Le nombre attribué à cette éruption étant en dehors de l'échelle de classification [1–9], car son intensité était beaucoup plus élevée que celle des éruptions standards. Le détecteur de

rayons X au bord du satellite GOES était saturé à X17 et par extrapolation de la courbe d'étalonnage ils ont trouvé que l'intensité de l'éruption était de l'ordre de X28.

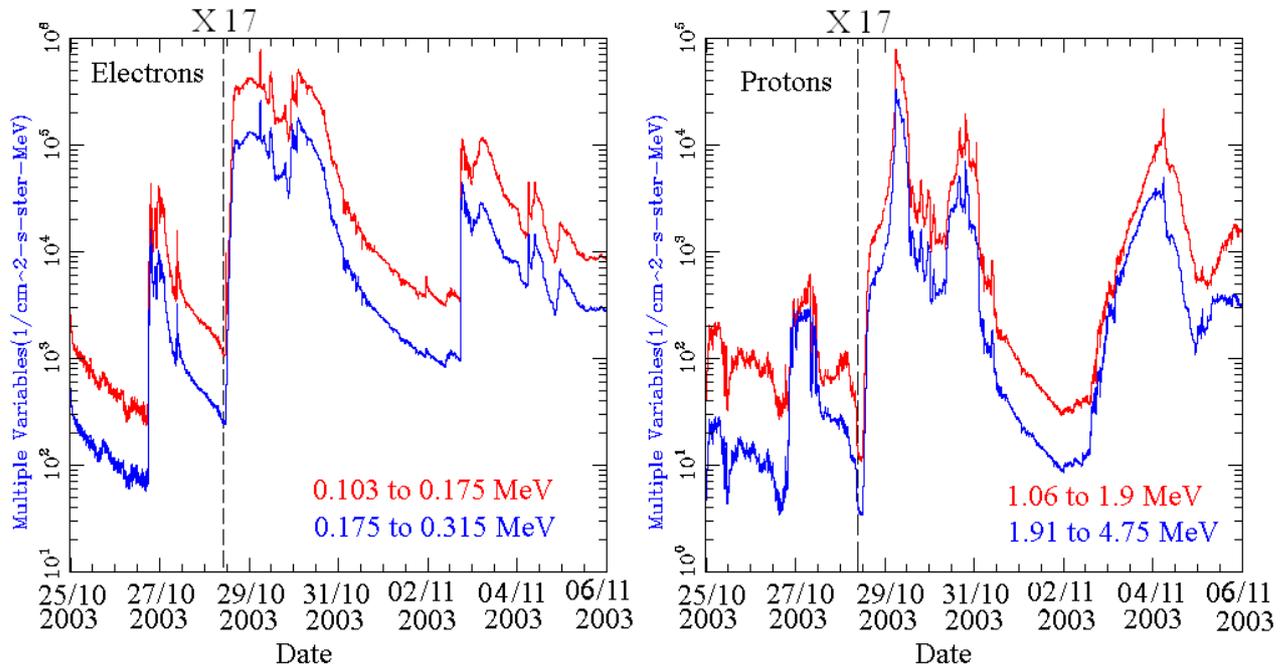


Figure 6 : Exemple des évènements SEP enregistrés entre le 25/10 et 06/11 2003. Site web de CDAWEB (voir chapitre2).

Les conséquences liées à cet évènement sur le satellite SOHO sont représentées dans la figure 7. Avant l'évènement X17, des éruptions de classes M et C ont été enregistrées sans effet sur les caméras de l'instrument LASCO. Au maximum de l'éruption, un large CME avait été éjecté dans le milieu interplanétaire à une vitesse de 2268 km/s mesurée à $20R_s$. Sur le disque du Soleil, on voit bien une région sombre couvrant une grande partie du disque solaire et qui est due à l'éjection d'une grande masse coronale dans le milieu interplanétaire. Quelques minutes après le maximum de l'éruption, des particules énergétiques atteignaient SOHO et commençaient à affecter la qualité des images enregistrées par l'instrument LASCO. La contamination atteignait son maximum à environ 13:49 TU et durait plusieurs heures. En plus de l'accélération des particules chargées, il a été prouvé que des neutrons sont aussi émis à des énergies entre 400 et 500 MeV [23]. L'accélération des particules à ces énergies élevées dans un laps de temps de

quelques secondes à quelques minutes, ainsi que leur propagation dans l'espace ne sont pas encore saisies, et des recherches sont en cours pour répondre à ces questions [24].

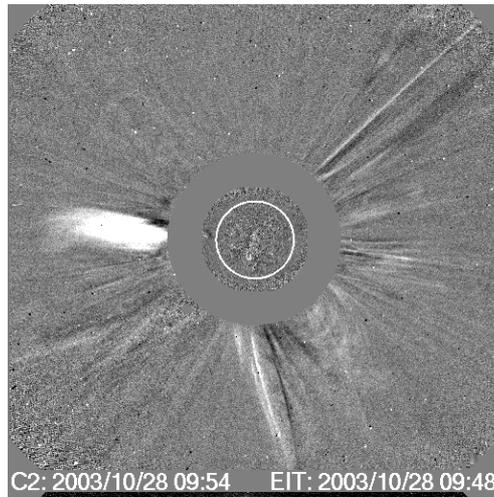
1.4.7- Ejection de Masse Coronale (Coronal Mass Ejection) :

Plus d'un siècle après la découverte de l'éruption solaire par Carrington en 1859, une catégorie différente des événements énergétiques et transitoires a été découverte [25 et 26], où une grande masse de gaz a été éjectée depuis le Soleil vers le milieu interplanétaire. Quelques années plus tard le terme de *Coronal Mass Ejection* a été donné à ce type d'évènement. Juste après leur découverte, leurs effets sur Terre ont été révélés. La définition d'un CME est : l'observation du changement dans la structure de la couronne qui 1) se produit dans un laps de temps de quelques minutes à plusieurs heures 2) induit l'apparition (et un mouvement vers l'extérieur) d'une forme nouvelle, discrète et lumineuse dans le champ de visibilité du coronographe. Différentes formes de CMEs ont été observées qui sont liées à la projection. Les CMEs qui se produisent près du centre du disque solaire sont appelés Halo. Les CMEs dont l'angle apparent varie entre 120° à 360° , sont appelés halos partiels.

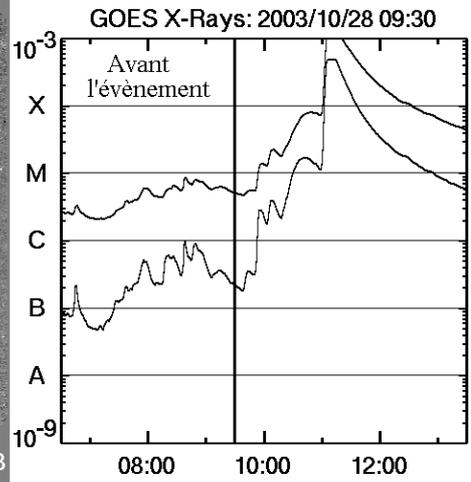
1.4.8- Propriétés des CME :

Les CMEs sont caractérisés par leur vitesse, la largeur angulaire et l'angle de position centrale sur le plan du ciel. Les vitesses des fronts, mesurées près du Soleil, varient entre quelques km/s à 3000 km/s [27], et les largeurs angulaires varient de quelques degrés à 120° avec une moyenne de 50° (halo et halo Partiel sont exclus). Il est à noter que la latitude de la source et la largeur angulaire sont fortement affectées par la projection [28]. La masse globale d'un CME varie entre 10^{13} g à 10^{16} g. L'énergie totale (potentielle et cinétique) varie aussi de 10^{27} erg et 10^{37} erg avec des valeurs moyennes de l'ordre de 1.4×10^{15} g et 2.6×10^{30} erg respectivement. Yashiro et al. [29] ont catalogué plus de 10000 CMEs jusqu'à 2004 à partir des données du satellite SOHO. Le tableau établi (voir le chapitre 2) donne les images des CMEs obtenues par le télescope EIT et les coronographes LASCO et leurs caractéristiques.

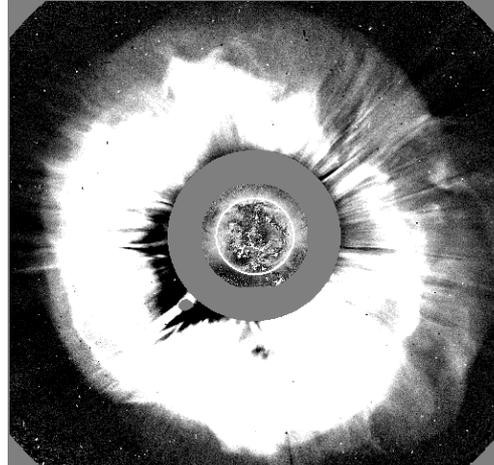
Avant l'éruption



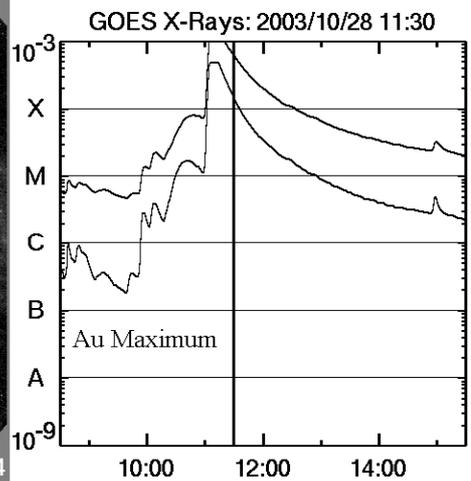
C2: 2003/10/28 09:54 EIT: 2003/10/28 09:48



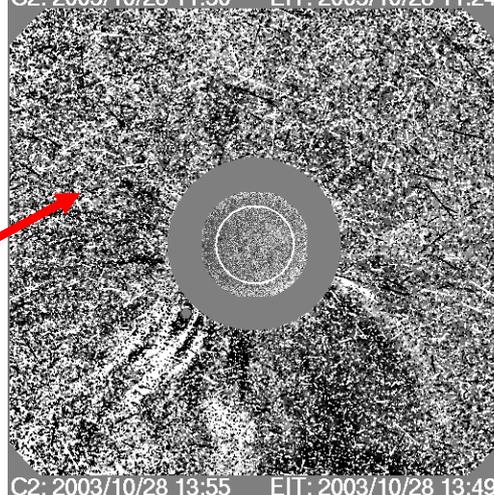
Au maximum de l'éruption



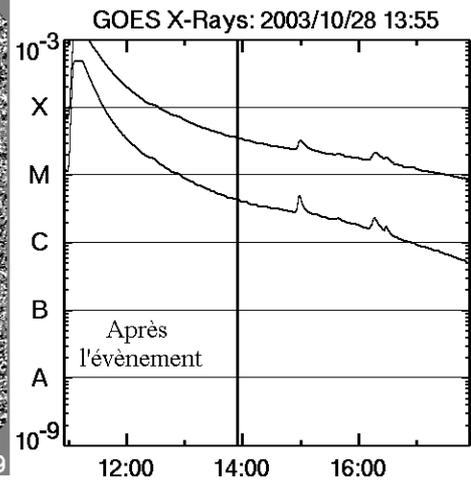
C2: 2003/10/28 11:30 EIT: 2003/10/28 11:24



Après l'éruption



C2: 2003/10/28 13:55 EIT: 2003/10/28 13:49



Contamination du coronographe LASCO due aux particules énergétiques

Figure 7 : Effets des particules accélérées sur le satellite SOHO durant l'éruption X17, qui par extrapolation devient X28.

Les scientifiques classent les CMEs en deux catégories :

- 1) CMEs graduels, de formes semblables à des ballons, lentement accélérés le long de grandes distances par rapport au Soleil et à des vitesses entre 300 km/s et 600 km/s.
- 2) Une catégorie impulsive, souvent associée avec les éruptions, accélérées à des vitesses élevées (parfois plus de 2000 km/s). L'accélération de cette catégorie de CME s'est avérée se produire au plus bas de la couronne et près de la surface du Soleil [30].

Il n'est pas encore clair si se sont vraiment des processus fondamentalement différents ou s'ils représentent les extrêmes d'un spectre continu des propriétés des CMEs. Zhang et al. [31] décrivent la formation des CMEs en trois phases : la phase d'initiation (de quelques dizaines de minutes) se produit toujours avant le déclenchement de l'éruption associée, la phase impulsive coïncide avec la phase croissante de l'éruption et finalement la phase de propagation. L'accélération cesse en même temps que le maximum du rayonnement X mou de l'éruption. Il est à noter aussi que certains modèles des éjections de CME postulaient différentes phases de l'accélération des CMEs [32].

Malgré tout ce qui a été rapporté sur les CME, d'autres questions n'ont pas été résolues. La plus importante est la causalité de l'éruption (ou éjection) du CME. Ainsi, l'ingrédient essentiel conduisant au déclenchement du CME n'est pas encore identifié. Certains envisagent que la détonation du CME est sa proximité d'un trou coronal [33], le cisaillement magnétique [34], l'hélicité du filament [35] et les sigmoïdes (région ayant une forme en S) [36]. Afin de démêler les différents processus intervenant dans la formation des CMEs, des observations de meilleures résolutions (spatiales et temporelles) accompagnées par une analyse spectroscopique sont nécessaires, comme il a été démontré par Innes et al. [37] et Balmaceda et al. [38]. On espère que les missions satellitaires récentes 'Hionde, Stereo (A & B) et SDO' puissent donner plus de progrès.

1.4.9- CMEs et Eruptions :

La relation entre les éruptions et l'éjection de masse coronale (CME) a fait l'objet d'intensives discussions et controverses. En effet, la physique des éruptions est bien connue via les émissions radiatives, et les CMEs à travers les mouvements de la matière coronale observés par les coronographes. Cependant, les éruptions génèrent aussi des mouvements de la matière, et souvent, les mêmes structures (filaments) peuvent être identifiées à la fois dans les éruptions et les CMEs. Les éruptions se produisent plus fréquemment que les CMEs, et les plus énergétiques sont associées à des CMEs. De façon similaire peu de CMEs, les plus spectaculaires, sont associés à de faibles éruptions dans la basse couronne. L'association entre éruption\CME implique la présence de particules très énergétiques largement étudiées via les observations dans le domaine radio de la couronne, dans le domaine métrique (les longueurs d'ondes élevées) et via l'observation *in situ* dans l'héliosphère. Le processus de connexion éruption\CME a été très controversé dans les années 90 lorsque l'hypothèse que le CME peut donner naissance à une éruption a été émise. Effectivement, malgré toutes les observations effectuées la question sur le sens de causalité reste posée.

Il a été prouvé que les signes d'une éruption (ex : activation et faible croissance du filament) sont en association avec les effets radiatifs. Zhang et al. [39], ont confirmé qu'une simultanéité existe entre l'accélération d'un CME et la luminosité de l'éclat observé dans les images du satellite Yohkoh. Nous reconnaissons, maintenant, que l'accélération du CME coïncide bien avec la phase impulsive de l'éclat associé. Cependant, même avec les nouvelles observations et données, il paraît prématuré de décider sur le sens de causalité, par le fait que la physique des processus d'éruption et d'éjection de masse coronale soient étroitement liées. Il est à mentionner aussi que plusieurs modèles numériques ont été proposés pour répondre à la question de causalité et au processus d'éjection de masse coronale en utilisant les équations MHD idéales [40]. Notamment, le processus dissipatif ou catastrophique qui propose l'ouverture des lignes du champ magnétique d'une région active ensuite leurs re-fermetures avec la libération d'énergie.

1.4.10- Homologue Interplanétaire du CME : l'ICME

Les CMEs rapides génèrent souvent des oscillations de grandes amplitudes dans le milieu interplanétaire qui finissent par l'accentuation des ondes de choc. Le front du choc est la limite extérieure de la gaine du plasma qui résulte de la compression, la déflexion et le réchauffement du vent solaire ambiant par le CME [41]. La gaine peut contenir d'importantes distorsions du champ magnétique interplanétaire en raison du drapage des lignes de champ autour de la matière éjectée et pressée par derrière [42]. Il est devenu courant de résumer tous ces effets entraînés par le CME sous le terme de l'ICME (pour l'homologue interplanétaire du CME) [43, 44]. Les éjectas ont des propriétés différentes de celles du milieu ambiant (ou vent solaire). Cette différence est discernable en terme de composition élémentaire [45], de degré d'ionisation [46, 47], de la dépression de la température [48], de décroissance de l'intensité du rayonnement cosmique (Forbush Decreases) [49] et d'apparition d'une distribution bidirectionnelle des protons énergétiques et rayonnement cosmique [50] et des électrons suprathermiques [51].

Dans la plupart des éjectas, une surabondance de l'Hélium a été observée et peut atteindre 30% de la composition globale [45]. Cela montre que les composants de l'éjecta viennent des plus basses couches de l'atmosphère solaire, où la stratification gravitationnelle permet un enrichissement substantiel en ions lourds. Aux environs du 1/3 de tous les chocs générés par les CMEs, le plasma succédant montre pour un observateur une topologie du nuage magnétique [52]. Une rotation régulière du champ magnétique dans le plan perpendiculaire à la direction de propagation, souvent combinée avec un plasma de faible bêta, i.e., faible densité du plasma et forte intensité du champ magnétique, donne lieu à une topologie de flux de cordes de ces nuages magnétiques.

1.4.11- CME, ICME et la météo de l'espace :

La compression de la gaine du plasma par les chocs, entre les nuages magnétiques, peut causer une déviation substantielle de la direction du champ magnétique. Dans ce cas une direction vers le sud de la composante B_z du champ magnétique interplanétaire peut avoir lieu. Il a été observé que les perturbations géomagnétiques enregistrées sur la Terre

sont liées aux propriétés des ICMEs à savoir : la vitesse, la pression dynamique, l'intensité du champ magnétique et l'orientation de sa composante B_z . Tsurutani et al. [42] ont examiné une série de nuages magnétiques de faibles vitesses et les ont trouvés géo-effectifs. L'exemple le plus surprenant est celui du 6 Janvier 1997 qui était un halo partiel de faible vitesse et qui a causé de fortes perturbations géomagnétiques 85 heures après [53, 54]. D'autre part, les ICMEs rapides ont été responsables d'intenses orages géomagnétiques dus aux développements de fortes pressions sur la magnétosphère de la Terre [55, 56].

Malgré toutes ces connaissances, il reste impossible d'avoir une bonne prédiction sur l'arrivée d'un CME géo-effectif, afin qu'un opérateur puisse transformer nos conclusions scientifiques en une application pratique. Mais ceci pourrait être utile pour de futures recherches. Les questions qui demeurent les sujets de plusieurs recherches sont :

- Comment peut-on prédire les éruptions et les CMEs avant qu'ils ne se produisent, en termes du temps de détonation, de leurs lieux sur la surface du Soleil et de leurs intensités ? Quelles sont les signatures potentielles d'un événement ?
- Comment peut-on prédire le flux des particules énergétiques (SEP) éjectées durant une activité solaire ?
- Comment peut-on prédire la diffusion de ces flux de SEP dans l'héliosphère afin de pouvoir protéger les missions satellitaires avant l'arrivée des SEP ?
- Comment l'ICME se propage-t-il dans le milieu interplanétaire ? Quels sont les ingrédients nécessaires pour un modèle numérique permettant de connaître le temps d'arrivée de l'ICME bien avant son arrivée réelle ?

Comme il est possible de connaître les propriétés des CMEs par l'observation du Soleil, celles des ICMEs ne sont mesurables qu'au point Lagrangien L1, où sont placés les satellites SOHO, WIND et ACE, figure 6. Donc, ce qui se passe entre le Soleil et le point L1 fait l'objet de modélisations numériques et théoriques. Cela étant dû au fait que le milieu interplanétaire est transparent et aucune mesure ne peut se faire. Donc, la mesure des propriétés des ICMEs obtenue au point L1 est capitale puisque elle constitue les

paramètres clés pour toutes modélisations théoriques ou simulations numériques du développement d'une perturbation géomagnétique.

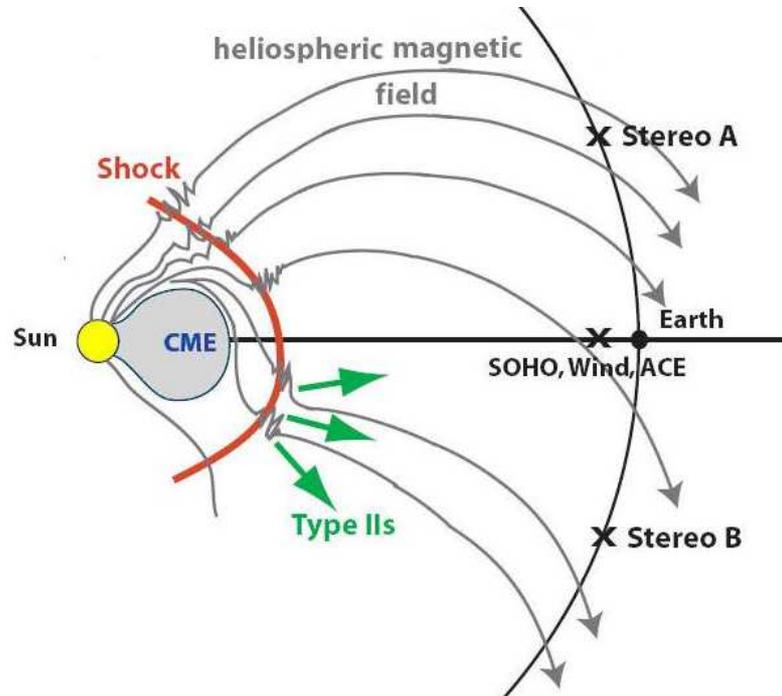


Figure 6 : Positions des satellites dans le milieu interplanétaire. Source site web de la NASA.

Dans les années suivantes, la météorologie de l'espace connaîtra de nouveaux soutiens et supports techniques. En effet, plusieurs missions satellitaires seront exploitées en plus de celles existantes comme SOHO, ACE, WIND, STEREO A et B (lancés en 2006), HINODE (lancé en 2006), SDO (lancé en 2010) et peut être d'autres missions dans le futur. Donc, il y'a et il y'aura suffisamment de recherches sur le Soleil et le milieu interplanétaire qui sont ou pourront être lancées.

1.5- La Magnétosphère

La magnétosphère est la région entourant un objet céleste et dans laquelle les phénomènes physiques sont dominés ou organisés par le champ magnétique. Toute planète (du système solaire) dotée d'un champ magnétique (la Terre, Jupiter, Saturne, Uranus et Neptune) possède sa propre magnétosphère. La magnétosphère Terrestre a été découverte en 1958 par la sonde Explorer 1 durant les recherches de l'année géophysique

internationale (IGY, *International Geophysical Year*). Avant cela, les scientifiques savaient que des courants électriques s'écoulaient dans l'espace, parce que les éruptions solaires provoquaient parfois des perturbations magnétiques. La magnétosphère Terrestre est située au-delà de l'ionosphère emprisonnant les particules chargées (électrons et ions) [57]. S'il n'y avait pas de vent solaire, le champ magnétique de la Terre serait semblable à celui d'un champ dipolaire. En réalité, la magnétosphère agit comme un écran et protège la surface Terrestre des excès du vent solaire, nocifs pour la vie. Elle s'oppose au vent solaire comme une culée de pont qui dévie le courant d'une rivière. En contrepartie le vent solaire déforme le champ magnétique de la Terre en lui donnant une forme de comète, comme le montre schématiquement la figure 7.

1.5.1- Structure de la magnétosphère

La structure de la magnétosphère est représentée dans la figure 8. Elle se compose de la magnétopause qui se trouve à environ $10R_e$ (où R_e est le rayon de la Terre) de la Terre et qui sépare la magnétosphère du milieu interplanétaire. En avant de la magnétopause se trouve la surface de choc (Bow shock), lieu où le plasma solaire est fortement ralenti avant de s'écouler dans la magnétogaine, zone de turbulence comprise entre la surface de choc et la magnétopause. Dans les régions polaires, du côté du Soleil (côté jour), se trouvent les cornets polaires. Les cornets polaires agissent comme des entonnoirs dans lesquels les particules électrisées du vent solaire peuvent pénétrer et provoquer l'apparition d'aurores polaires. Les aurores, boréales dans l'hémisphère nord et australes dans l'Antarctique, se forment dans les zones aurorales nord et sud de l'ionosphère respectivement. Du côté nuit, les lignes de champ se reconnectent loin derrière la Terre et constituent alors la magnétoqueue (ou la queue) qui s'étire à plus de $64 R_e$ dans la direction opposée au Soleil.

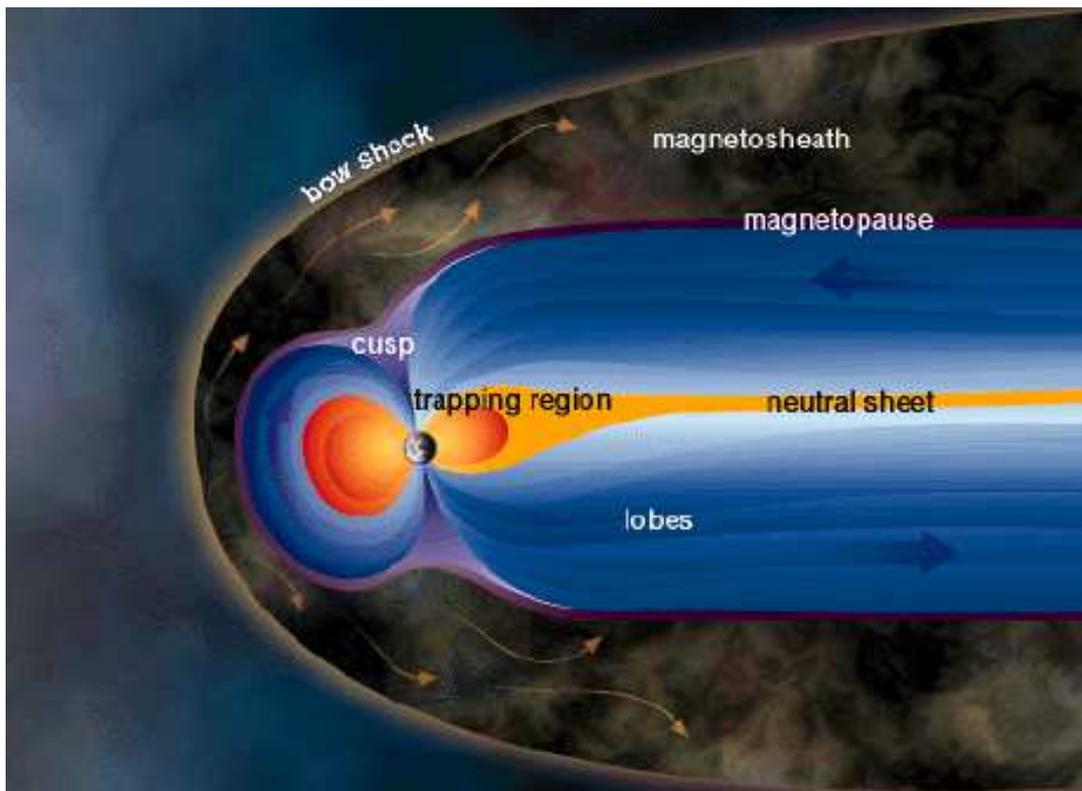


Figure 7 : Forme de la magnétosphère Terrestre, source : site web de la NASA.

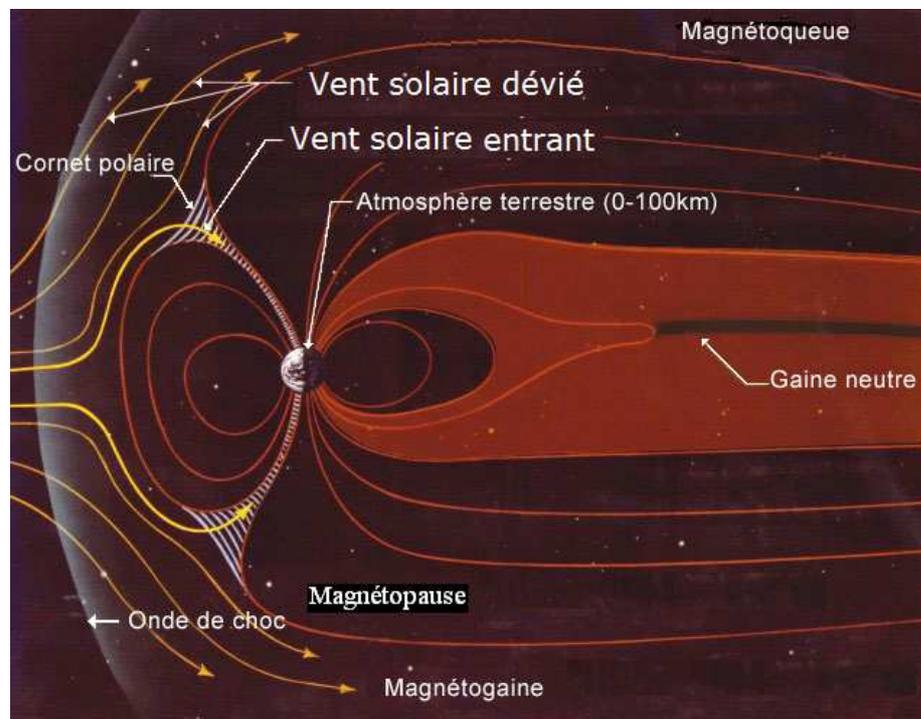


Figure 8 : Structure de la magnétosphère, source : site web de la NASA.

1.5.2- La surface du choc (Bow Shock) :

Avant d'examiner la physique de la magnétosphère elle-même, nous parlerons brièvement de la surface de choc (où se forme l'onde de choc). Le rôle de cette onde de choc, zone séparant un écoulement supersonique et une région sans écoulement, est de dévier le plasma du vent solaire (flux solaire) autour de l'obstacle magnétosphérique qui a la forme d'une boule blindée. Dans la figure 9, la région blanche à droite représente la magnétosphère qui peut être considérée comme étant un corps imperméable. Au front du choc, les lignes du champ magnétique qui étaient des droites deviennent courbées sous l'effet de la pression du vent solaire. La formation d'onde de choc résulte donc du changement dans la pression du flux supersonique au niveau de l'obstacle magnétosphérique. En effet, la pression du flux supersonique consiste en deux parties : la pression dynamique, donnée par le produit de la densité de masse et le carré de la vitesse (ρv^2), ainsi que la pression thermique proportionnelle au produit de la densité et de la température. Dans un plasma magnétisé, un autre terme s'ajoute à la pression totale du flux, il s'agit de la pression magnétique qui est proportionnelle au carré du champ magnétique ($\sim B^2$).

Comme la pression totale reste constante, la pression thermique augmente lorsque la pression dynamique décroît. Cependant, quand le flux est supersonique, la pression dynamique excède la pression thermique et donc le gradient est insuffisant pour ralentir et dévier le flux. La formation d'onde de choc chauffe et comprime le flux en convertissant la pression dynamique en pression thermique. Le gradient ainsi formé devient suffisant pour ralentir et dévier le vent solaire autour de l'obstacle. Le point (lieu) où l'onde de choc se forme est déterminé par la façon dont le flux est comprimé sur le côté aval du choc. La physique de l'onde de choc est riche faisant intervenir différents processus [57].

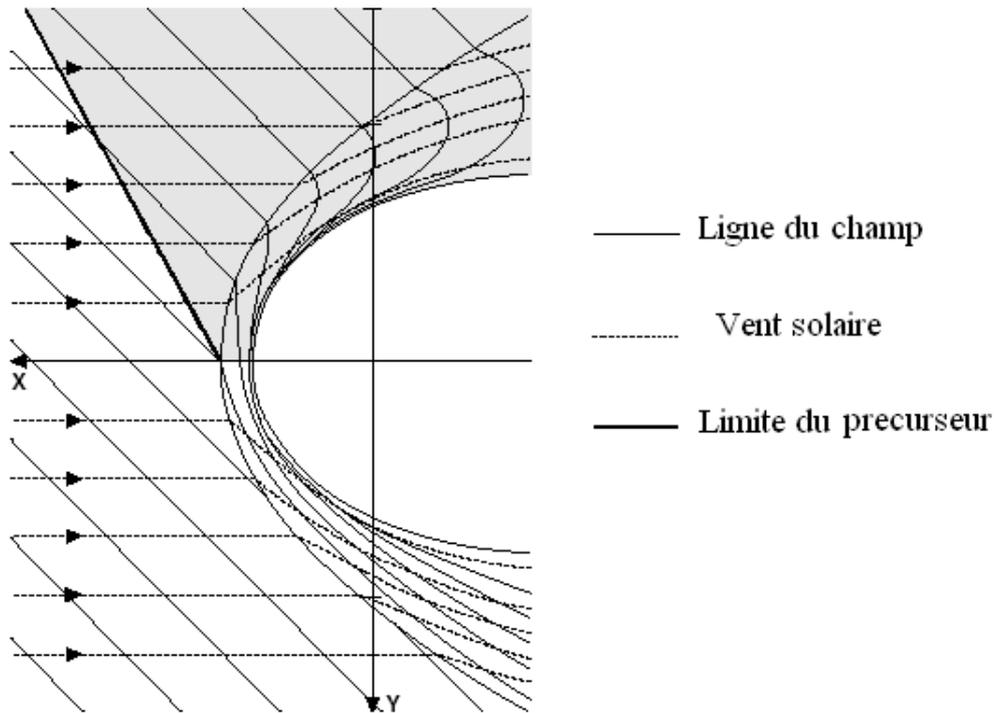


Figure 9 : Schéma représentatif de la surface de choc.

1.5.3- Taille de la magnétosphère :

Afin de connaître la taille de la magnétosphère nous devons connaître d'abord la pression appliquée par le vent solaire sur la magnétosphère. Pour se faire, il n'est pas nécessaire de résoudre le problème compliqué de l'interaction du vent solaire avec la magnétosphère. Il suffit d'obtenir une estimation de l'ordre de grandeur de la distance depuis le centre de la Terre jusqu'à la magnétopause en utilisant, seulement, l'équation de conservation de la pression donnée par :

$$\begin{array}{ccc}
 \text{Dynamique} & \text{Thermique} & \text{Magnétique} \\
 \swarrow & \downarrow & \swarrow \\
 \left(\rho u^2 + nkT + \frac{B^2}{2\mu_0} \right) \times S = \text{Cte} & & (2)
 \end{array}$$

Où : ρ , u , n , T , B et S sont respectivement la densité de masse, la vitesse, la densité, la température du vent solaire, le champ magnétique transporté par le vent solaire et l'élément de surface. Comme le vent solaire se déplace avec une vitesse supersonique, le

terme ρu^2 dans l'équation (2) est prédominant. La pression magnétosphérique est gouvernée par la pression du champ magnétique donnée par [57] :

$$P_m = \frac{aB}{L_{mp}^3} \quad (3)$$

a est le facteur de forme et vaut 2.4. L_{mp} est la distance depuis le centre de la Terre jusqu'à la magnétopause. En faisant l'égalité entre (2) et (3), et en ne considérant que la pression dynamique, nous permet de trouver l'expression de la distance d'arrêt donnée par :

$$L_{mp} = 107.4 (n_{vs} u_{vs}^2)^{-1/6} \quad (4)$$

où n_{vs} est la densité du vent solaire, en cm^{-3} , u_{vs} est la vitesse des protons constituant le vent solaire en km/s, L_{mp} est la distance d'arrêt exprimée en rayon de la Terre R_e .

1.5.4- Reconnexion entre le champ magnétique solaire et le champ magnétique :

Le mécanisme principal par lequel le vent solaire transmet son énergie à la magnétosphère a été proposé par J. W. Dungey [58, 59], comme illustré dans la figure 10. Le champ magnétique du vent solaire orienté vers le bas (ou au sud) devient connecté au champ magnétique de la Terre du côté jour via le processus de reconnexion. La reconnexion produit des lignes de champ magnétique ouvertes avec un côté connecté à la Terre et un côté connecté au champ magnétique interplanétaire, une autre partie des lignes de champ est refermée et connectée à la Terre des deux côtés. La géométrie résultante du champ magnétique redresse et accélère le plasma (dont l'origine est à la fois le vent solaire et la magnétosphère), dans la direction des flèches représentées dans la figure 10. Cependant, le champ magnétique de la Terre ralentit le plasma grâce à l'extension des lignes de ce champ près du terminateur (point d'arrêt).

Du côté jour, l'énergie est transmise depuis le champ magnétique vers le plasma, mais du côté nuit (dans la queue de la magnétosphère), le transfert d'énergie se fait depuis le vent solaire vers les lignes du champ magnétique. Un flux d'énergie magnétique connu

sous le nom de Flux de Poynting est alors emmagasiné dans les lignes de champ de la queue magnétosphérique, ce qui ralentit et réduit l'énergie du vent solaire. Le flux d'énergie ainsi emmagasiné est alors utilisé par le plasma durant son aller-retour depuis la queue magnétosphérique jusqu'au point de reconnexion du côté jour.

Quand le champ magnétique interplanétaire est orienté vers le haut (ou vers le nord) la reconnexion peut se faire mais différemment sur la magnétosphère. Le schéma dans la figure 11 montre cette situation. Le champ magnétique interplanétaire se connecte au champ magnétique Terrestre au-dessus et en arrière des pôles. La reconnexion ainsi formée retire un tube de flux de particules du côté nuit et le transporte vers le côté jour de la magnétosphère.

Plusieurs modélisations numériques de l'interaction entre le vent solaire et la magnétosphère ont montré que la conductivité de l'ionosphère polaire affecte le taux de reconnexion dans la magnétopause [60]. En effet, la reconnexion est liée au coefficient de diffusion magnétique et celle-ci ne peut se produire si la conductivité est infinie. Si la convection sur la calotte polaire s'amortit du fait que le pôle devient plus électriquement conducteur, le flux du champ magnétique s'accumule à un point de la queue magnétosphérique et forme alors un obstacle au flux de plasma circulant dans la magnétosphère, la reconnexion sub-solaire est donc coupée. Il n'existe pas de données d'observation qui confirment ou infirment cette conjoncture, car la conductivité de la calotte polaire n'est pas facilement mesurable. Cependant, l'accumulation du courant annulaire semble dépendre, principalement, du vent solaire et du champ magnétique interplanétaire et indépendamment des changements dans l'ionosphère polaire durant une tempête géomagnétique.

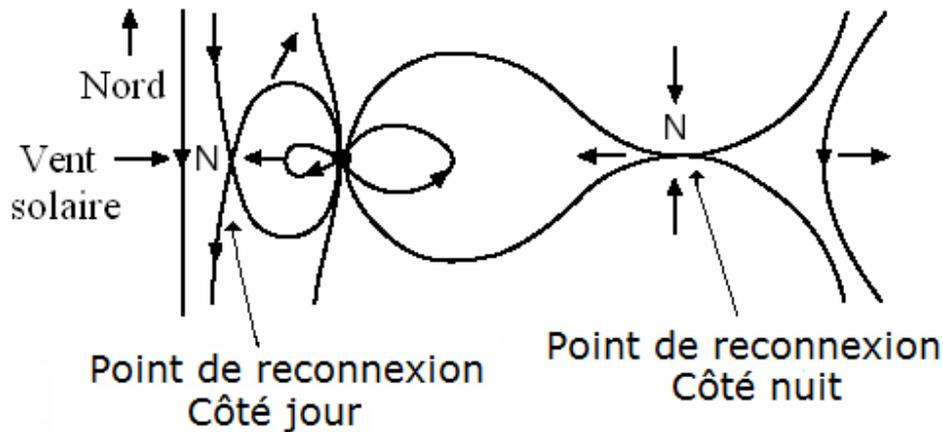


Figure 10 : Schéma de la reconnexion du champ magnétique interplanétaire (orienté vers le Sud) et le champ Terrestre. Source [57].

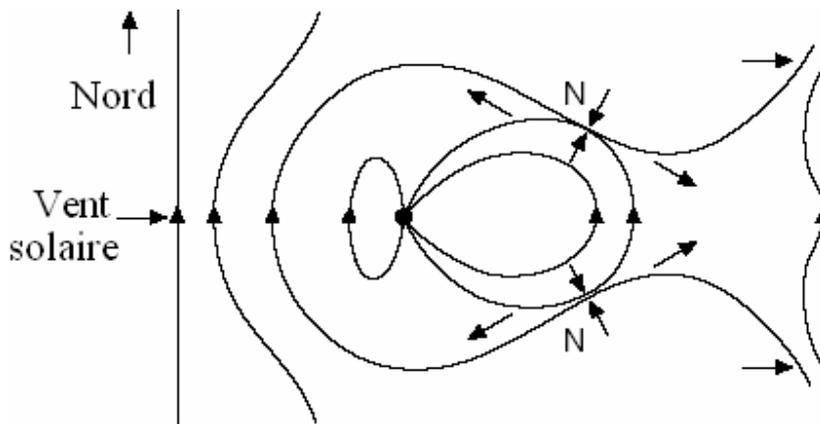


Figure 11 : Schéma de la reconnexion du champ magnétique interplanétaire (orienté au Nord) au champ magnétique de la Terre, source [57].

Les contraintes tangentielles appliquées à l'extérieur de la magnétosphère doivent appliquer aussi des contraintes sur le plasma ionosphérique du fait qu'il représente un site ultime pour la dissipation dans le système magnétosphérique. Malgré l'existence de différentes formes de dissipation d'énergie depuis la magnétosphère vers l'ionosphère, telle que la précipitation des particules chargées et énergétiques qui rentrent dans l'atmosphère et disparaissent, ou bien en tant qu'onde générée dans la magnétosphère qui se propage dans l'ionosphère et la réchauffe, le plus important mécanisme de dissipation d'énergie est la dissipation par effet Joule dans un courant électrique.

La figure 12 montre les différents courants circulant dans la magnétosphère. En absence de contraintes, les courants de la magnétopause et de la queue deviennent non dissipatifs circulant sur la surface de la magnétopause et n'affectent pas l'ionosphère. Quand un champ magnétique se manifeste perpendiculairement à la magnétopause ces deux courants accélèrent ou décélèrent le flux (pénétrant la magnétosphère) du côté jour et la queue. Le courant qui traverse le feuillet plasma, nommé courant neutre du feuillet plasma, n'est que l'extension du courant de la queue. Il peut aussi accélérer le plasma quand une composante normale du champ magnétique est appliquée sur le feuillet plasma. Les contraintes appliquées au plasma sur les lignes du champ connectées à la Terre sont couplées, par les courants alignés au champ, à l'ionosphère où se produit la dissipation.

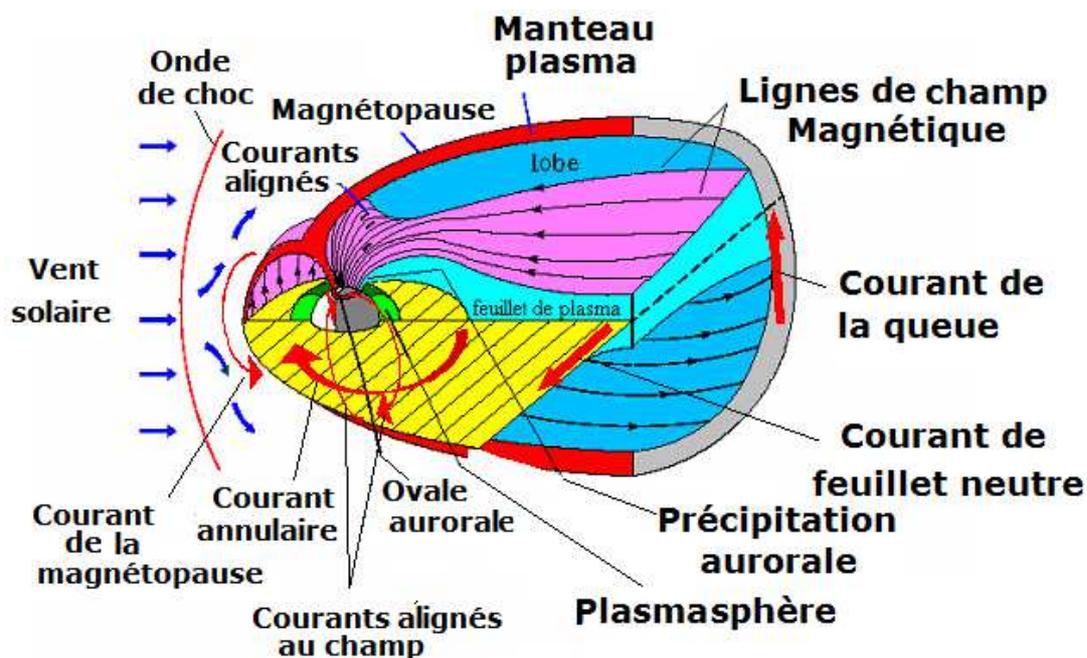


Figure 12 : Schéma descriptif de la magnétosphère et les différents courants magnétosphériques. Source : site web de la NASA

La figure 12 montre les différents courants circulant dans la magnétosphère. En absence de contraintes, les courants de la magnétopause et de la queue deviennent non dissipatifs circulant sur la surface de la magnétopause et n'affectent pas l'ionosphère.

Quand un champ magnétique se manifeste perpendiculairement à la magnétopause ces deux courants accélèrent ou décelèrent le flux (pénétrant la magnétosphère) du côté jour et la queue. Le courant qui traverse le feuillet plasma, nommé courant neutre du feuillet plasma, n'est que l'extension du courant de la queue. Il peut aussi accélérer le plasma quand une composante normale du champ magnétique est appliquée sur le feuillet plasma. Les contraintes appliquées au plasma sur les lignes du champ connectées à la Terre sont couplées, par les courants alignés au champ, à l'ionosphère où se produit la dissipation.

1.5.5- Couplage magnétosphère-ionosphère :

Le plus grand taux de dissipation est causé par le courant aligné au champ représenté dans la figure 12. Ce courant se referme dans la magnétosphère sur le gradient de pression dans le plasma qui est donc contrôlé par les contraintes magnétosphériques. Au moins une partie de ce courant est refermée à travers le champ magnétique dans l'ionosphère collisionnelle. Les collisions chauffent l'atmosphère, et les courants transversaux au champ magnétique accélèrent le plasma ionosphérique contre la traînée atmosphérique. Ainsi ces courants tentent de forcer le flux ionosphérique à suivre celui de la magnétosphère. Lorsque les contraintes dans la magnétosphère augmentent, la courbure des lignes de champ magnétique ainsi que le flux de courant circulant le long de ces lignes augmentent. Néanmoins, des événements transitoires, comme les sous-orages, peuvent induire des systèmes de courants qui se referment dans l'ionosphère.

La figure 13 illustre la physique impliquée dans le couplage magnétosphère-ionosphère via les courants alignés. Au sommet de la figure 13 est représentée la magnétopause où les contraintes appliquées sur la magnétosphère ont fait déplacer une partie des lignes de champ par rapport aux autres, et se trouvent donc inclinées par rapport à leur voisinage. Ce cisaillement dans les lignes du champ magnétique est donc équivalent au courant parallèle. Ce courant, créé dans la magnétosphère, agit dans la direction du vent solaire et exerce une charge dans l'ionosphère. Une contrainte est alors appliquée sur le plasma ionosphérique dans la même direction que la contrainte appliquée par la

magnétosphère. Cette configuration fait en sorte que l'ionosphère se déplace dans la même direction que le vent solaire. Si le plasma ionosphérique bouge par effet de contraintes, le produit de la distorsion du champ magnétique (δB) et le champ électrique ($V \times B$) donne le flux Pointing (S) dans l'ionosphère. C'est cette énergie qui est dissipée dans l'ionosphère par effet Joule.

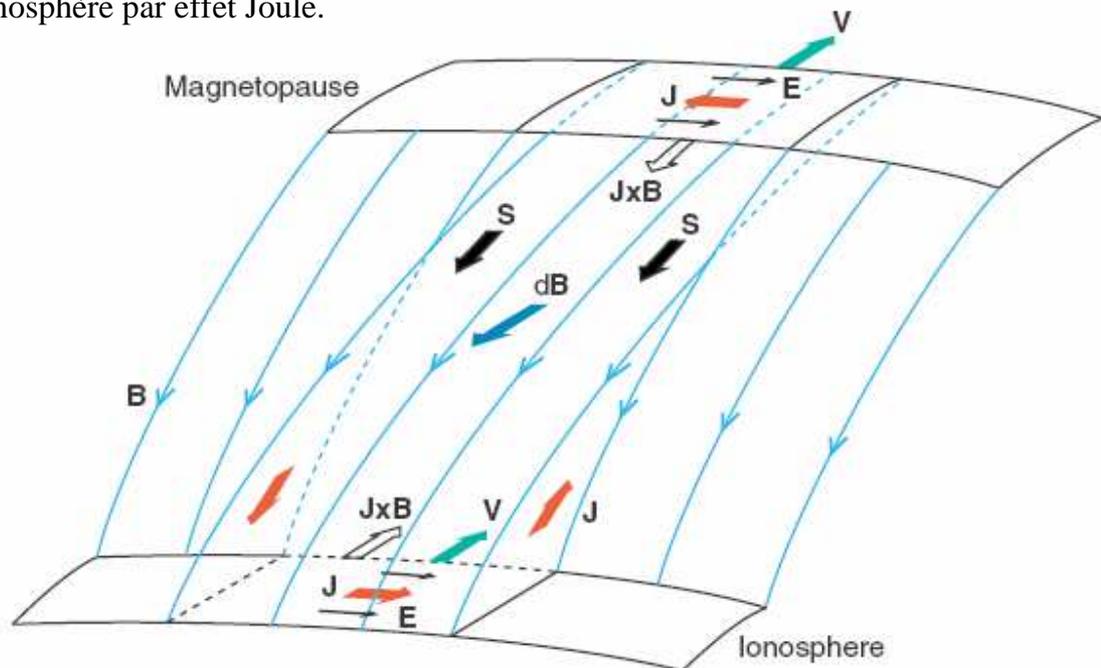


Figure 13 : Schéma représentatif du couplage magnétosphère-ionosphère.

1.5.6- Le courant annulaire :

Le courant annulaire consiste en un courant de dérive des électrons (vers l'Est) et un courant de dérive des protons (vers l'Ouest) dans la ceinture de radiation. Ce courant est dit non dissipatif puisqu'il ne pénètre pas l'ionosphère. Le courant annulaire cause une décroissance du champ magnétique de la surface de la Terre [61, 62], contrairement au courant de la magnétopause qui fait augmenter le champ magnétique. L'énergie de ces particules peut être estimée à partir de leur effet sur le champ magnétique Terrestre. Durant les orages magnétiques de classes majeures, cette énergie peut atteindre 10 Pentajoules ou plus, et le taux de transfert de puissance vers le courant annulaire peut dépasser plusieurs Téravatts.

L'indice de perturbation géomagnétique, Storm-Time Index noté *Dst*, calculé à partir de mesures des fluctuations du champ magnétique, mesure l'énergie des particules du courant annulaire comme étant la dépression moyenne de la composante horizontale (H), qui représente la résultante des composantes du champ B sur l'axe X et l'axe Y, dans les régions de basses latitudes. Ce champ magnétique est à la fois sensible au courant de la magnétopause et à celui de la queue magnétosphérique. Le courant dans le côté jour de la magnétopause tend à augmenter le champ magnétique à la surface de la Terre. Par conséquent, une soudaine compression de la taille de la magnétosphère, due à l'augmentation de la pression dynamique du vent solaire, engendre une augmentation brusque du champ magnétique mesuré au sol. Par contre le courant de la queue tend à s'opposer au champ magnétique Terrestre et a un effet considérable dans le côté nuit, engendrant le gradient jour-nuit dans le champ magnétique dû au forces externes. Cependant, une soudaine compression de la magnétosphère affecte plus le côté jour de la magnétosphère que le côté nuit. Dans l'ensemble, l'indice *Dst* (défini ci-après) donne une bonne mesure du courant annulaire une fois la corrélation avec le restant des systèmes de courants est établie.

1.5.7- Les indices géomagnétiques :

Les indices géomagnétiques sont utilisés pour décrire les fluctuations du champ magnétique Terrestre. Ce champ est la somme de variations transitoires et d'une composante Terrestre qui varie lentement au cours du temps (sur des périodes allant de quelques années à quelques millions d'années). Les variations transitoires résultent, quant à elles, de courants externes circulant dans l'ionosphère et dans la magnétosphère, et de courants internes induits dans la Terre conductrice. Pour quantifier ces fluctuations magnétiques, les grandeurs les plus utilisées sont l'indice *Dst* et les indices K_p ou a_p suivant l'échelle utilisée, comme on le verra ci-dessous. L'indice équatorial *Dst* est disponible depuis 1957. Il est mesuré par quatre observatoires magnétiques situés à basse latitude. L'indice K_p est un indice planétaire disponible depuis 1932 et mesuré par treize observatoires. Les indices K_p et a_p sont calculés sur des intervalles trihoraires. L'indice A_p

correspond à la moyenne journalière des indices trihoraires a_p , il varie entre 0 et 400 et est exprimé en unité de 2 nT. L'indice K_p suit une échelle logarithmique, et les valeurs sont comprises entre 0 et 9. Une activité magnétique calme correspond à un indice K_p compris entre 0 et 1. Un faible orage magnétique est représenté par un indice K_p entre 2 et 4. Lorsque $K_p > 6$, on est en présence d'un orage magnétique sévère.

L'indice le plus utilisé pour caractériser une tempête géomagnétique est l'indice Dst . La mesure de l'indice Dst est alors effectuée à travers la déflexion de la composante horizontale du champ magnétique Terrestre 'H'. La variation temporelle de la composante 'H' durant un orage (ou tempête) géomagnétique est caractérisée par une augmentation soudaine de l'intensité pour quelques minutes connue sous le nom de commencement soudain de la tempête (Storm Sudden Commencement SSC). Après le SSC, l'intensité de H retourne à la valeur ordinaire pour quelques heures. Cette phase est appelée la phase initiale de l'orage. Ensuite une large décroissance de l'intensité de H commence, indiquant ainsi le développement de la phase principale de la tempête. Le niveau de décroissance dans la magnitude de H caractérise la sévérité de la tempête. Après le développement de la partie principale, la tempête décroît et l'intensité de la composante H retourne graduellement à son niveau ordinaire.

La figure 15 représente une des mesures de l'indice Dst durant une tempête géomagnétique qui avait eu lieu entre le 15 et le 16 Juillet 2000. L'origine de cette perturbation géomagnétique était une éruption solaire de classe X6, produite le 14 Juillet 2000, comme présenté dans la figure 3. Jusqu'à nos jours la réponse à la question : quelle serait l'intensité de la perturbation une fois le CME est éjecté? N'est pas encore connue. Cependant, plusieurs travaux tentent de trouver des corrélations entre les propriétés des ICMEs avec la valeur de Dst . En particulier la relation entre la valeur du champ électrique du ICME (qui est égale au produit $V_{ICME} \times B_z$) et la valeur de l'indice Dst . Mais cela reste restreint du fait qu'en plus de l'effet du champ électrique il y'a aussi la contribution de la pression dynamique du ICME.

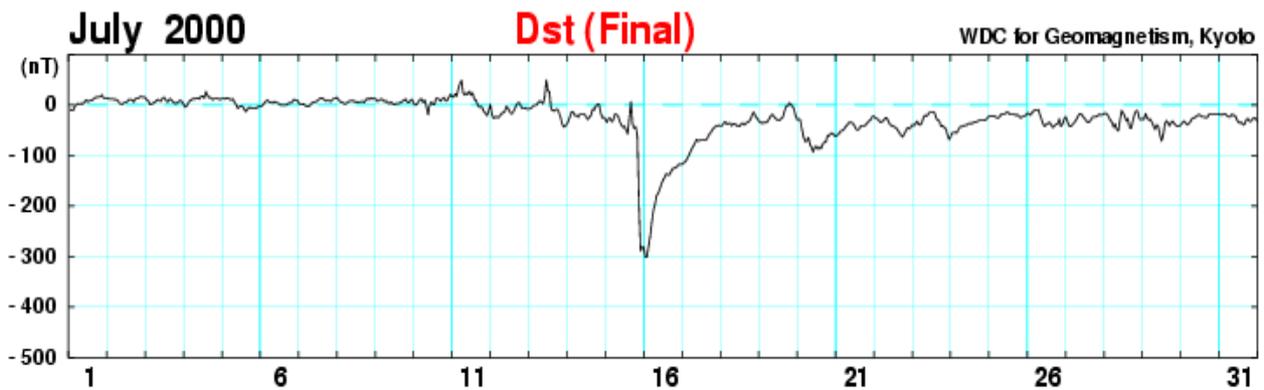


Figure 15 : Perturbation géomagnétique du 15-16 Juillet 2000. Source page web de l'université de Kyoto.

1.5.8- Les orages géomagnétiques :

Les orages géomagnétiques se produisent lorsque l'énergie emmagasinée dans la ceinture de radiation, i.e, le courant annulaire, augmente considérablement. Les conditions, dans le vent solaire, conduisant aux orages géomagnétiques de classes majeures sont relativement rares et dépendent de l'activité solaire. En particulier, la composante B_z du champ magnétique interplanétaire doit être élevée et orientée vers le sud (ou négative) pour plusieurs heures [63]. La figure 14 illustre les conditions du vent solaire et durant un orage géomagnétique et montrant clairement les différentes réponses de la magnétosphère à l'activité. En haut de la figure 14, est représentée la pression dynamique du vent solaire. Cette pression comprime la magnétosphère et augmente l'intensité du champ magnétique à la surface de la Terre. Quant à l'indice Dst (en bas de la figure 14), il montre une augmentation en association avec l'augmentation de la pression due au courant de la magnétopause. Le deuxième panneau, à partir du haut de la figure 14, représente la variation temporelle de la composante Nord-Sud (ou composante Z) du champ magnétique interplanétaire. Au début, le champ magnétique est légèrement orienté vers le sud (ou négatif), générant des courants dans la région aurorale comme il est montré dans le 4^{ème} panneau à partir du haut.

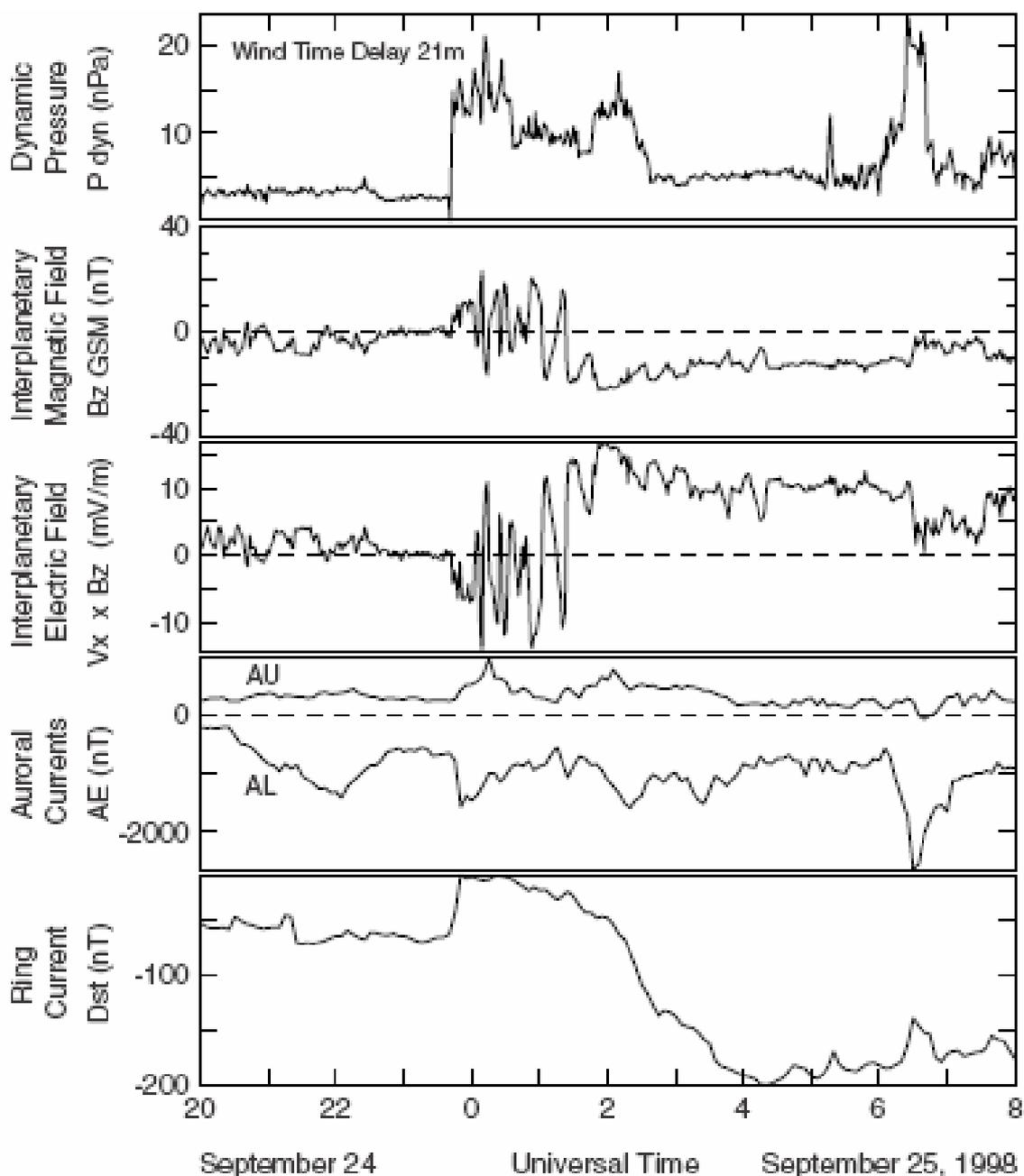


Figure 14 : Conditions du vent solaire et la réponse de la magnétosphère durant un orage géomagnétique. Source CEDAWEB (voir chapitre 2).

L'activité dans la région aurorale reste inchangée jusqu'à la fin de la période, même si le champ magnétique interplanétaire présente des variations. Après l'arrivée du pulse, entre 23:00 et 02:00 UT, les contraintes dues au champ magnétique interplanétaire augmentent et commencent à présenter des fluctuations dans la direction Nord-Sud. Ces

fluctuations se traduisent dans la magnétosphère par des perturbations dans la région aurorale ou dans le courant annulaire, comme enregistré dans la variation du Dst . Après 02:00, la composante B_z du champ magnétique devient orientée vers le sud (ou négative), avec une forte intensité, pendant plusieurs heures. Par conséquent, le courant annulaire se forme et l'indice Dst décroît jusqu'à une valeur inférieure à -200 nT.

Nous pouvons comprendre le processus d'injection de particules chargées dans le courant annulaire par un simple modèle [63]. Le principe de ce modèle est que dans le cas d'une reconnexion du champ interplanétaire avec la magnétosphère, l'énergie est transférée depuis le vent solaire jusqu'au courant annulaire, avec un taux proportionnel au champ électrique interplanétaire dans la direction aube-soir. Ce champ électrique est donné par le produit de la vitesse du vent solaire et de la composante Z du champ magnétique interplanétaire. Russell et al. [63] ont proposé le modèle suivant pour la prédiction de la valeur de l'indice Dst , connaissant les conditions du vent solaire :

$$\frac{dDst}{dt} = F(E_y) - a \cdot Dst_0 \quad (5)$$

$$Dst_0 = Dst - b \cdot P^{\frac{1}{2}} + c \quad (6)$$

$$F(E_y) = d(E_y - 0.5) \quad E_y \geq 0.5 \text{ mV/m} \quad (7)$$

$$F(E_y) = 0 \quad E_y < 0.5 \text{ mV/m} \quad (8)$$

où : $a = 3.6 \times 10^{-5} \text{ s}^{-1}$, $b = 15.8 \text{ nT/nPa}^{\frac{1}{2}}$, $c = 20 \text{ nT}$; et $d = 1.5 \times 10^{-3} \text{ nT/(mV m}^{-1}\text{s)}$. L'équation (5) stipule que le taux de changement dans le courant annulaire, représenté par l'indice Dst , augmente à travers une fonction de couplage d'énergie $F(E_y)$, et décroît d'un pourcentage fixe, chaque minute, à cause des pertes. L'équation (6) stipule que l'indice Dst observé est composé de la contribution du courant annulaire, Dst_0 , et du courant de la magnétopause qui est proportionnel à la racine carrée de la pression dynamique du vent solaire. Le paramètre, c , est choisi de telle sorte que la référence de l'indice Dst soit nulle pour une pression typique du vent solaire, et non pas pour une pression nulle. Les équations (7) et (8) donnent l'expression de la fonction de couplage d'énergie, avec un

champ électrique interplanétaire E_y , égal au produit de la vitesse du vent solaire et de la composante du champ magnétique B_z ($E_y = V.B_z$).

L'énergie contenue dans le courant annulaire est donnée en fonction du champ magnétique interplanétaire par [63] :

$$E_{CA} \text{ (J)} = 2.8 \times 10^{13} \times B \text{ (nT)} \quad (9)$$

Donc la valeur 200 nT dans la figure 14 représente une énergie de 6×10^{15} Joule, qui est perdue par échange de particules ou par précipitation dans l'atmosphère de la Terre.

1.5.9- Contrôle du plasma et transport de masse :

L'orage géomagnétique se produit lorsque le vent solaire génère une profonde et intense circulation du plasma magnétosphérique, induite par la reconnexion du champ magnétique interplanétaire avec celui de la Terre. Cette circulation intense et profonde, associée à une forte reconnexion, se manifeste en réponse à une perturbation interplanétaire associée à une large éjection de masse coronale (CME). Lorsque le vent solaire et le plasma magnétosphérique deviennent liés, le plasma du vent solaire peut générer un flux, circulant du côté jour au côté nuit, autour de la couronne polaire, et l'énergie magnétique peut être emmagasinée dans la queue. Comme mentionné auparavant, ce transport est fortement lié à la direction de la composante B_z (ou Nord-Sud) du champ magnétique interplanétaire. Ainsi, lorsque la composante B_z est de sens opposé à celui du champ magnétique Terrestre, le taux de reconnexion est élevé, et lorsqu'ils sont du même sens, le taux de reconnexion est faible. Cela s'applique localement dans la magnétosphère. Et comme la magnétopause possède des régions où le champ magnétique peut avoir des orientations différentes, la reconnexion peut exister dans différents endroits. Le déplacement de la région où la reconnexion se produit, en fonction de l'orientation du champ magnétique du vent solaire par rapport au champ de la magnétosphère, cause l'asymétrie Jour-Nuit dans les structures des flux de plasma dans l'ionosphère qui ont des directions opposées dans les hémisphères Nord et Sud.

Le contrôle du transfert d'énergie depuis le vent solaire par l'orientation du champ magnétique interplanétaire est modulé par la vitesse du vent solaire, la densité et l'intensité du champ magnétique, mais l'orientation du champ magnétique reste prédominante. La question qui se pose est donc : sous quelles conditions le champ magnétique interplanétaire devient très intense et orienté vers le Sud (la composante B_z négative) ? La réponse est l'ICME. Ces structures sont le résultat des éruptions de la matière dans la couronne [65]. Ces éjectas se propagent dans le vent solaire avec des vitesses parfois dépassant les 1000 Km/s, compressant et déviant le vent solaire qui se trouve vers l'avant. Une des corrélations entre l'activité géomagnétique et l'activité solaire a été établie depuis plus d'un siècle et demi. Il s'agit de la corrélation entre le nombre de perturbations géomagnétiques et le nombre de taches solaires. La raison est que l'éjection de masse coronale atteint son maximum lorsque le nombre de taches solaires est au maximum.

1.5.10- Sommaire sur la magnétosphère :

La magnétosphère de la Terre est un système complexe. Elle agit comme un obstacle entre le vent solaire, l'ionosphère et l'atmosphère supérieure de la Terre. La magnétosphère de la Terre est contrôlée par la pression dynamique du vent solaire. Sous des conditions extrêmes, la magnétosphère peut être petite, ayant un rayon inférieur à $5 R_e$ (R_e est le rayon de la Terre), alors que dans le cas d'un vent solaire de faible pression, le rayon de la magnétosphère peut dépasser les $20 R_e$. Tandis que les contraintes normales sont dues à la pression dynamique du vent solaire. Les contraintes tangentielles sont dues au processus de reconnexion. Le taux de reconnexion et son effet sur la Terre dépendent fortement de l'orientation du champ magnétique interplanétaire (le signe de la composante B_z). La reconnexion, dans le cas d'un champ fort orienté vers le sud, transfère du flux magnétique vers la queue. Par contre, la reconnexion dans le cornet polaire, avec la présence d'un champ magnétique intense et orienté vers le Nord, peut augmenter le flux magnétique dans le côté jour en le réduisant dans la queue. L'Ejection de Masse Coronale peut conduire à une situation où la composante du champ magnétique soit

orientée vers le Sud sur une longue période et se propageant dans le milieu interplanétaire (ICME). Ces ICMEs suivent le cycle des tâches solaires (11 ans) obligeant alors l'activité géomagnétique de suivre le même cycle. Donc la prédiction à long terme du climat spatial dépend de notre capacité à prédire les propriétés d'un ICME. Même si nous ne connaissons pas exactement tous les processus dans la magnétosphère, il est clair que la majorité des phénomènes acquièrent de l'énergie depuis le vent solaire par le mécanisme de reconnexion. En plus de l'intérêt académique sur le comportement d'un plasma magnétisé, il est important d'étudier l'interaction du vent solaire avec la magnétosphère car c'est cette interaction là qui contrôle les phénomènes de la météorologie spatiale.

1.6- L'ionosphère :

1.6.1 : Introduction :

L'ionosphère est la partie de l'atmosphère qui contient un gaz ionisé (plasma) et qui assure la propagation des ondes radio. Dans les conditions calmes, elle est située entre 70 et 1000 km en altitude. A ces altitudes, la pression est si faible que des électrons libres peuvent exister. Le processus d'ionisation est initié par des rayonnements solaires UV et X. Ces photons sont suffisamment énergétiques pour arracher les électrons des atomes des gaz atmosphériques. Simultanément, ces électrons libres se recombinaient avec les ions positifs. La compétition entre ces processus d'ionisation et de recombinaison détermine la densité globale en électrons de l'ionosphère. Cette quantité dépend de plusieurs facteurs comme la pression (le phénomène de recombinaison est plus prononcé à des altitudes basses) et la quantité de rayonnement reçu de l'espace (du Soleil principalement, mais aussi des sursauts de rayons gamma GRB). Par conséquent, l'ionosphère présente des modifications diurnes (jour/nuit) et saisonnières (été/hiver). Elle est aussi fortement perturbée par l'activité solaire (cycle de 11 ans, éruptions solaires, ...).

1.6.2- Les couches ionosphériques :

1.6.2.A- Couche D :

Elle est la plus proche de la surface de la Terre. Selon les conditions de l'activité solaire, son altitude peut descendre jusqu'à 50 km et s'étaler jusqu'à 90 km d'altitude. Du fait de la forte densité des gaz, le processus de recombinaison est très actif. La densité électronique est très faible. Cette couche est surtout présente durant le jour, alors que le rayonnement cosmique maintient une ionisation résiduelle durant la nuit. Elle ne réfléchit pas les ondes de Très Basses Fréquences (TBF ou VLF) mais elle les absorbe. Par conséquent, l'absorption est plus faible durant la nuit.

1.6.2.B- Couche E :

Elle est à des altitudes plus élevées, entre 90 km et 120 km. Elle réfléchit principalement les ondes de fréquences relativement faibles, moins de 10 MHz environ et absorbe partiellement des fréquences plus élevées.

1.6.2.C- Couche F :

Elle s'étale de 120 km à 400 km d'altitude. Elle est très importante pour la propagation des ondes courtes. Durant le jour, elle se divise en deux couches, appelées couches F1 et F2. La figure 16 représente les variations Jour\Nuit de la densité électronique en fonction de l'altitude mesurée durant le minimum et le maximum de l'activité solaire.

Comme nous l'avons déjà décrit au premier chapitre, l'ionosphère est le milieu où l'énergie du vent solaire transmise à la magnétosphère est dissipée (principalement par effet Joule). Et nous avons aussi parlé du processus de dissipation via les courants magnétosphériques (annulaires et polaires). Il est donc intéressant d'élargir l'étude et l'observation des perturbations et voir comment cela se traduit dans les basses couches de la Terre, en particulier, dans la couche 'D' de l'ionosphère. En effet, différentes techniques de diagnostics ont été utilisées pour l'étude des couches E et F de l'ionosphère en utilisant des satellites ou bien des ondes radios hautes et moyennes fréquences. Seule

la couche basse de l'ionosphère restait inaccessible à cause de son éloignement des orbites satellitaires et de sa faible densité électronique qui ne permet pas de réfléchir les ondes de hautes et moyennes fréquences. Cependant, les ondes (TBF), provenant des émetteurs de télécommunications maritimes, ont été utilisées pour sonder la couche 'D' et étudier les différentes sources de perturbations possibles.

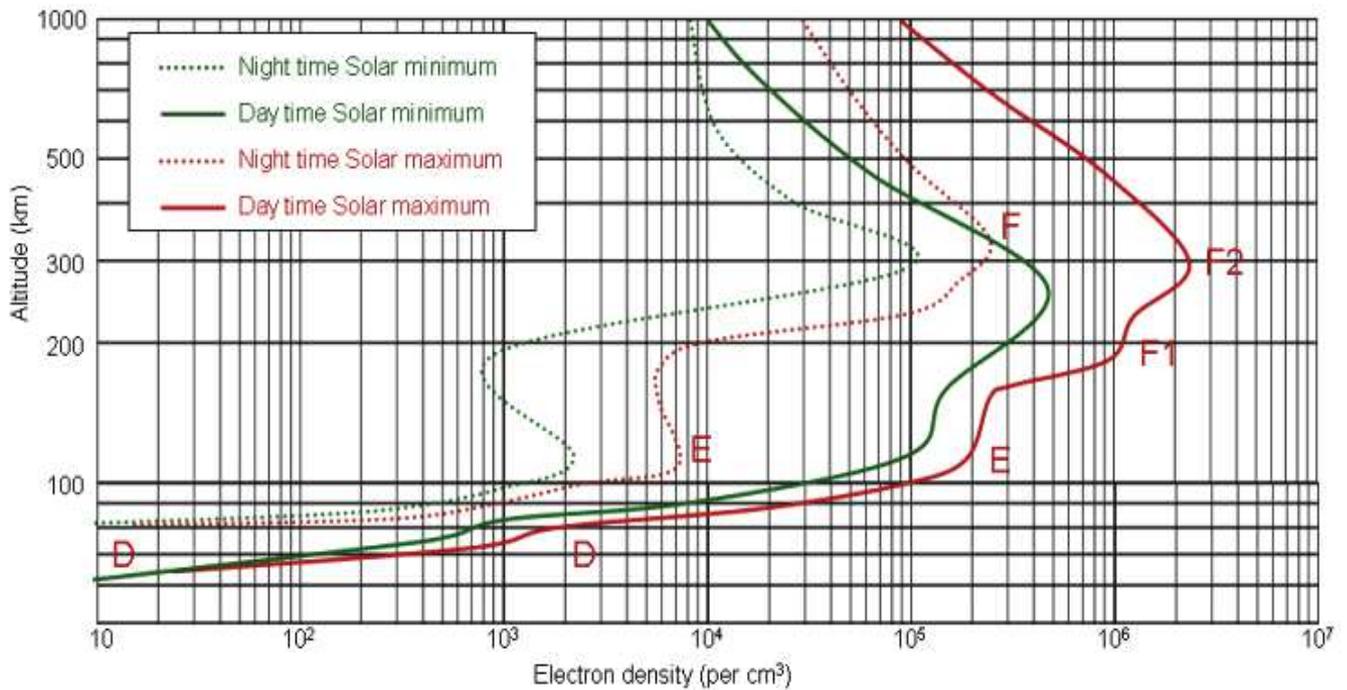


Figure 16 : les Variations Jour\Nuit de la densité électronique durant le maximum et minimum de l'activité solaire.

1.6.3- Les perturbations d'origine solaire de la couche 'D' et leur impact sur les ondes de très basses fréquences (TBFs) :

1.6.3.A- Perturbations dues aux éruptions solaires :

La couche D a une importance capitale car elle est influencée par les éruptions solaires et les GRBs les plus puissants. La surveillance de la puissance de réception d'un émetteur TBF (Very Low Frequencies) distant permet de repérer les perturbations ionosphériques engendrées par les éruptions solaires. Durant la journée, les ondes TBF se propagent dans un guide d'onde formé de la surface Terrestre et la couche D. La propagation est extrêmement stable, et des variations inhabituelles dues à une perturbation

ionosphérique sont enregistrées. Durant la nuit, la couche D disparaît et les ondes TBFs sont réfléchies par les couches supérieures. Le coefficient de réflexion est plus important, si bien que le signal reçu est plus important durant la nuit que durant la journée, figure 17 (A et B). Cependant, la propagation est fortement perturbée par le rayonnement solaire. En effet, le signal présente des variations caractéristiques au lever et au coucher du Soleil. Elles correspondent à la transition entre la propagation du signal nocturne réfléchi à haute altitude et la propagation du signal diurne dans un guide d'onde.

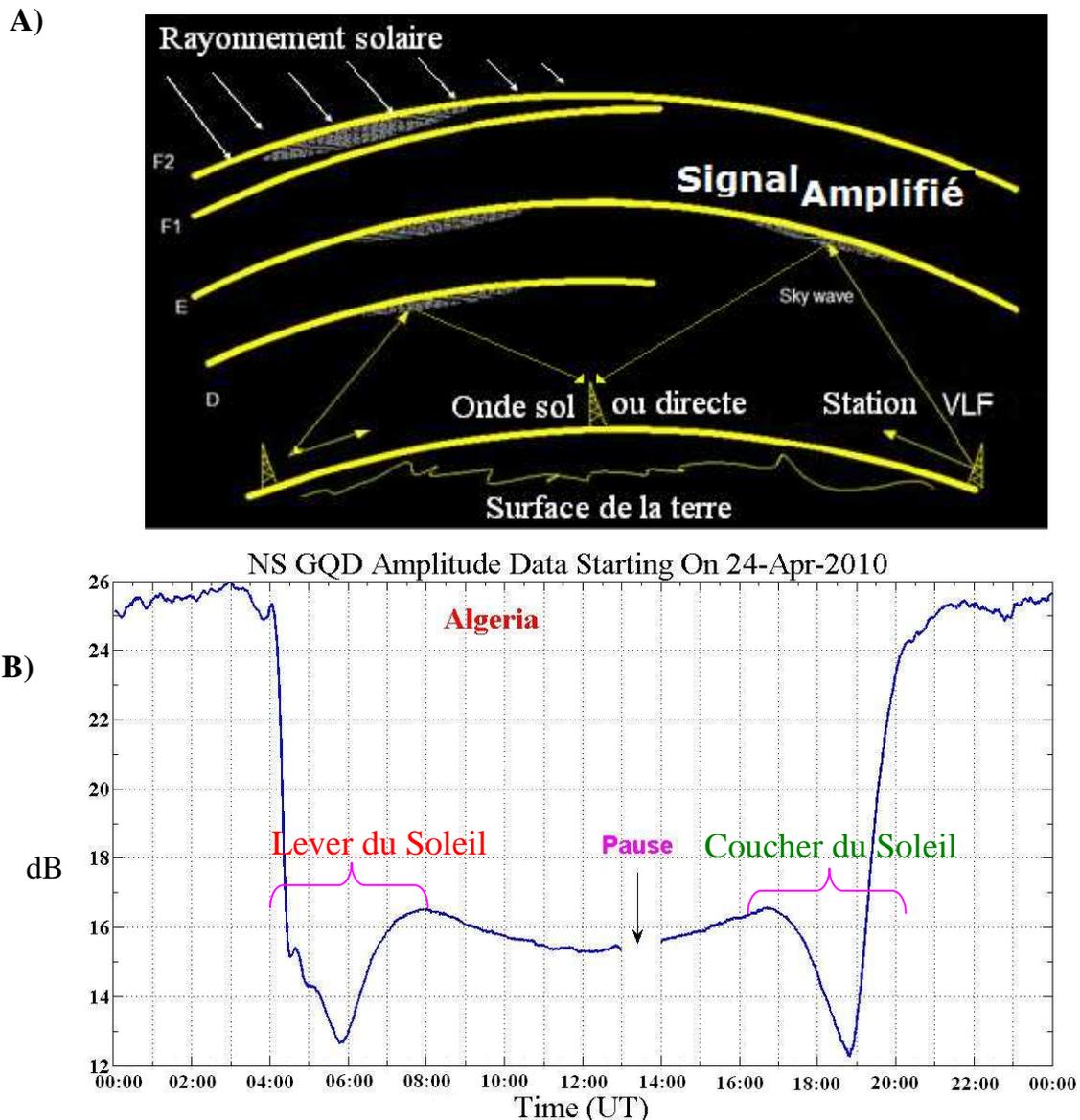


Figure 17 : A) schéma descriptif de la propagation d'onde TBF. B) Exemple d'un signal de l'émetteur GQD enregistré durant une journée sans éruption solaire.

D'après la figure 17, le signal reçu a une amplitude élevée de 00:00 TU jusqu'à environ 04:00 TU, suivi par une chute importante, signe dû au lever du Soleil, après 08:00 le signal se stabilise. De la même façon le signal après 17:00 TU commence à présenter des variations nocturnes dues au coucher du Soleil. Après 20:00 TU et durant la nuit, le signal devient important à cause de la disparition de la couche 'D' et au coefficient de réflexion élevé à hautes altitudes. Une perturbation à début brusque de l'ionosphère 'SID' (sudden Ionospheric disturbances) résulte de l'accroissement de la densité électronique de la couche D suite à une éruption solaire. La partie de la Terre éclairée par le Soleil est alors soumise à un intense rayonnement X et UV. Ces rayonnements, dus à leurs grandes énergies, pénètrent jusqu'à la couche D et accroissent le processus d'ionisation et la densité électronique. Cela accroît l'absorption des ondes radio principalement dans le haut de la bande MF (300 kHz – 3 MHz) et le bas de la bande HF (3 MHz – 30 MHz), causant des interruptions de transmissions (*radio blackouts*). Pour les TBFs (3 kHz – 30 kHz), le coefficient de réflexion s'accroît, entraînant une onde réfléchie plus importante. Du fait des interférences avec l'onde de sol (propagation directe), le signal reçu peut être plus important ou moins important qu'en l'absence de perturbation.

Lorsque le rayonnement ionisant cesse, le SID se termine et la propagation radio redevient normale dès que les électrons disparaissent par le processus de recombinaison. Les processus d'ionisation et de recombinaison ne sont pas instantanés. Par conséquent, la perturbation est détectée avec un léger retard sur l'arrivée des rayons X (mesurée par des satellites tels que les GOES) et se poursuivra après la fin de l'éruption. Un grand nombre de facteurs conditionnent les valeurs de ces décalages : l'intensité et le profil du rayonnement X, le niveau d'ionisation précédant la perturbation, ...etc. Néanmoins, le retard est généralement de 1 à 5 minutes sur le début de l'éruption. L'effet, quant à lui, peut se poursuivre jusqu'à 1 heure ou plus après la fin de l'éruption. En résumé, lorsqu'une éruption solaire se produit, la propagation des ondes TBF est perturbée. Il est, ainsi, possible de détecter ces perturbations en surveillant l'évolution de la puissance du signal d'un émetteur TBF. La figure 18 montre le cas d'une éruption solaire enregistrée

dans le signal GQD le 12/02/2010 de classe M8.3 (8.310^{-5}W/M^2). D'après cette figure, le signal perturbé est décomposé en deux parties : Une montée rapide de quelques minutes jusqu'au maximum de la perturbation suivie par un temps de recouvrement lent qui peut durer plus d'une heure dans certains cas. Des modèles et codes numériques, comme le Long Wave Propagation Capability (LWPC), ont été proposés pour l'estimation de la densité électronique produite durant une éruption solaire. L'objectif est de suivre les variations de la densité électronique durant le cycle solaire (de 11 ans) et de répéter les mesures sur plusieurs cycles. Cela permettra d'obtenir une cartographie de la densité électronique de la couche 'D' en utilisant des données de plusieurs récepteurs.

1.6.3.B- Perturbations dues au vent solaire :

Comme nous l'avons décrit auparavant, le vent solaire transporte des particules du Soleil vers le milieu interplanétaire et affecte donc la Terre. Nous avons aussi parlé du processus par lequel l'énergie transmise à la magnétosphère depuis le vent solaire est dissipée. Il a été largement étudié et observé que les particules de l'ionosphère, accélérées par les courants induits via le vent solaire, provoquent des ionisations secondaires dans les couches F et E et causent le déclenchement des aurores boréales. En plus de ce phénomène optique, les transmissions radios peuvent être interrompues. En effet, le signal d'un émetteur placé dans la région polaire, peut sentir l'effet du vent solaire. Il se traduit par des anomalies inhabituelles dans l'amplitude du signal. Dans la figure 19, on montre un exemple de l'effet du vent solaire sur le signal de l'émetteur NRK (63.8°N, -22.5°E, 37.5kHz).

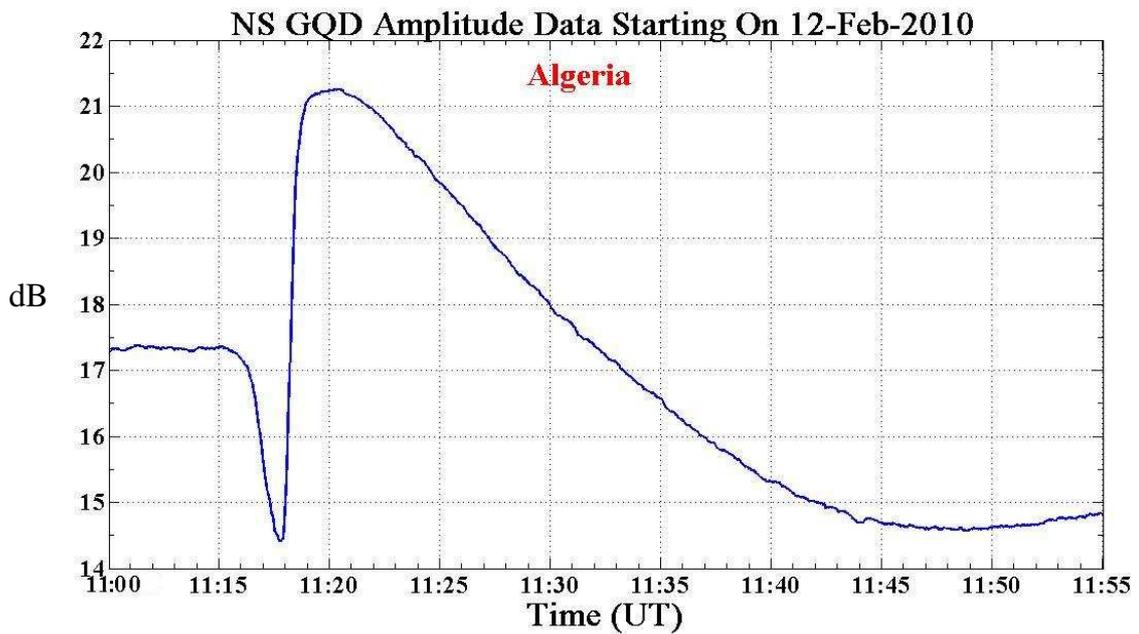
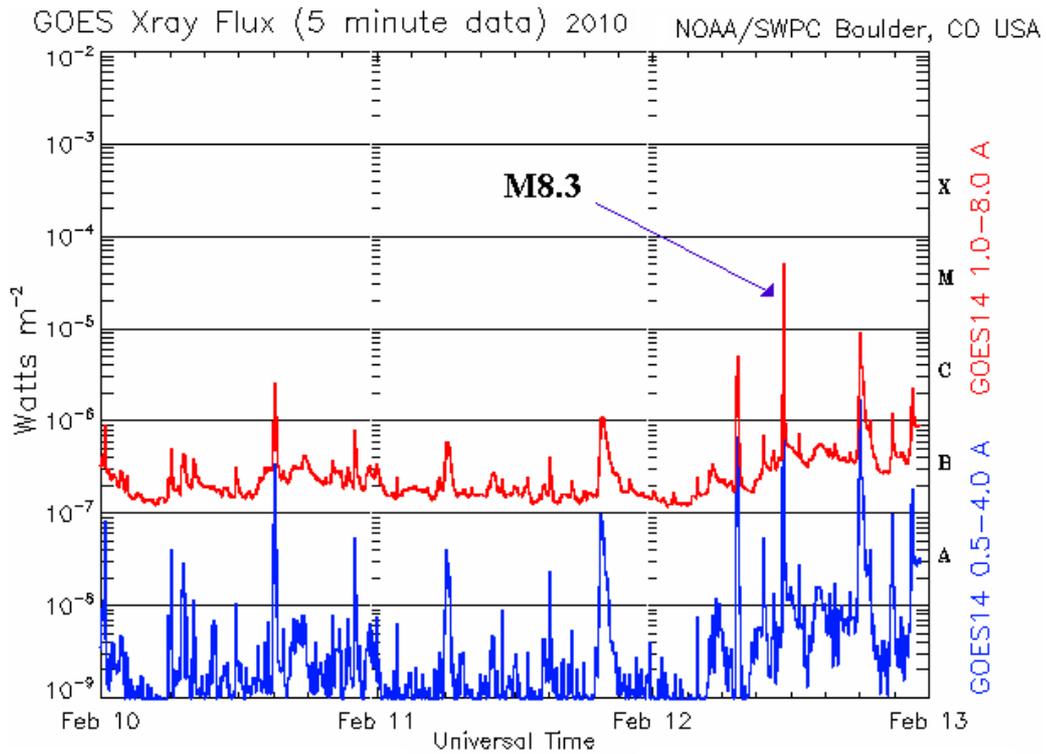


Figure 18 : Exemple d'un enregistrement d'une perturbation due à une éruption solaire.

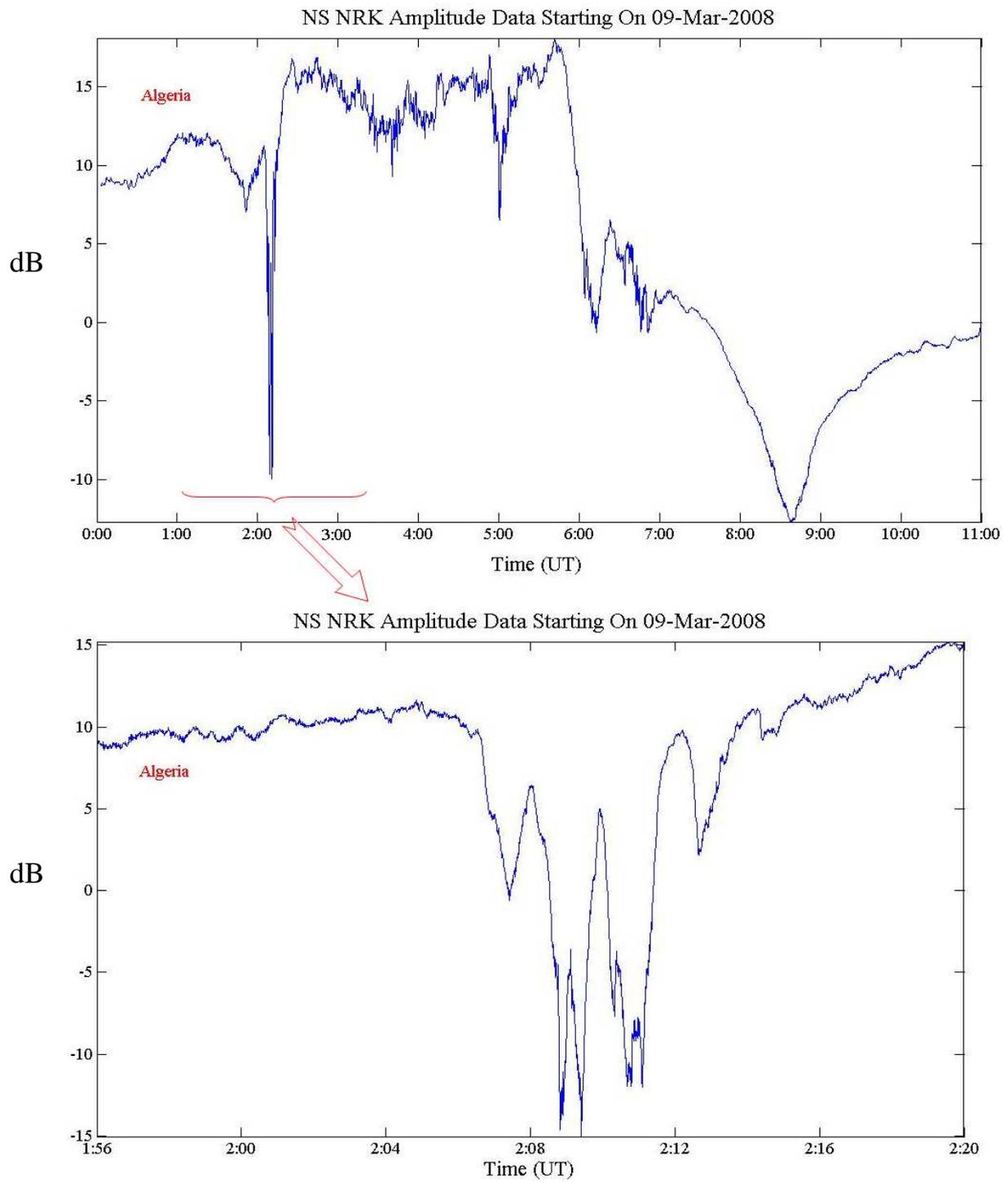


Figure 19 : Exemple d'une perturbation due au vent solaire sur le signal de l'émetteur NRK.

1.6.4 : Les évènements lumineux transitoires :

Les évènements lumineux transitoires se manifestent plus haut dans l'atmosphère entre l'ionosphère et la mésosphère. En effet, durant l'activité orageuse, des phénomènes lumineux transitoires, «Transient Luminous Events (TLEs)», sont observés au-dessus des cellules orageuses actives [66]. Basés sur leurs caractéristiques à savoir : Leurs formes, leurs durées de vie et l'altitude de leur formation. Les TLEs ont été décomposés en trois groupes : Les Jets bleus, les Sprites et les Elves. La figure 20 montre les différentes couches atmosphériques ainsi que l'altitude d'occurrence des TLEs. Depuis leur découverte les propriétés et les mécanismes de formation des TLEs ont été largement étudiés expérimentalement et théoriquement. Plusieurs campagnes d'observation ont été organisées en premier lieu aux USA, ensuite au Japon, en Afrique, en Amérique latine et récemment en Europe (EuroSprite). Toutes ces observations ont montré que les TLEs peuvent se produire dans n'importe quel endroit du globe, au-dessus des cellules orageuses.

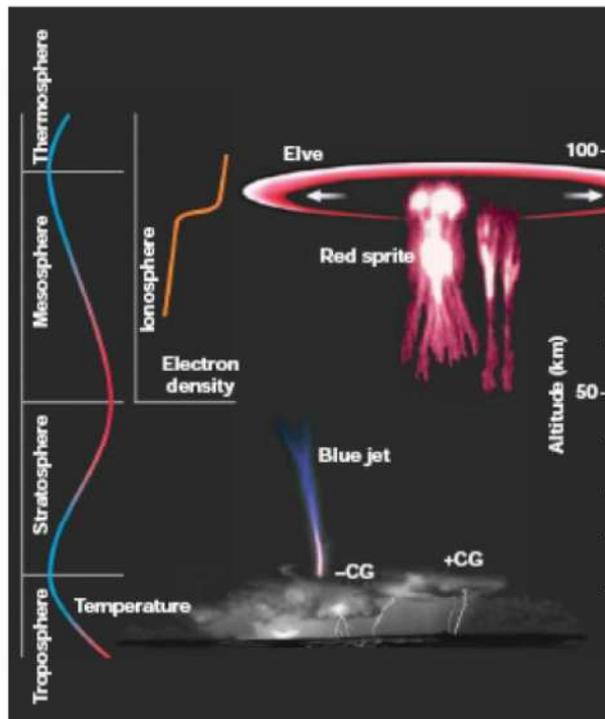


Figure 20 : Présentation d'altitude d'apparition des TLEs.

En résumé, les principales caractéristiques des trois catégories des TLEs sont donc :

1.6.4.A- Jets Bleus : sont des faisceaux lumineux (dans le bleu) de forme conique (~ 7 à 14° de largeur totale) provenant du dessus des cellules orageuses actives et se propagent à environ 40 et 50 km d'altitude avec une vitesse de 100 km/s [67]. Ils sont aussi caractérisés par leurs longues durées de vie allant jusqu'à 250 ms. L'apparition des Jets est associée à une activité pluviométrique importante produisant des décharges orageuses Nuage-Sol (Cloud to Ground ou CG) de polarités négatives ($-CG$). La raison de l'émission dans le bleu des Jets n'est pas encore évidente, mais l'apparition de la raie 427.8 nm, qui correspond à l'émission de la molécule N_2^+ , durant la formation du Jet a été rapportée par Wescott et al [68]. L'énergie seuil nécessaire pour l'émission de la raie 427.8 nm de N_2^+ est de 18.56 eV [69].

1.6.4.B-Les Sprites : sont des décharges de la haute atmosphère qui présentent des formes compliquées. Les plus courants sont les sprites ayant des formes de carotte et des colonnes. Les sprites type carotte ont des formes de plumes inversées, alors que les sprites type colonne sont des structures de droites verticales de largeur de 1 km ou moins [70]. Les sprites peuvent apparaître seuls ou en groupes avec une extension latérale entre 25 et 50 km à des altitudes entre 40 et 90 km. Les observations optiques récentes ont montré que l'émission optique débute à 70 km d'altitude ensuite elle se propage en haut et en bas, durant 10 à 100 ms. Elles consistent principalement en l'émission dans le rouge qui correspond, comme ont confirmé les observations spectrales, à l'émission du premier groupe de la molécule N_2 entre 600 et 700 nm [71]. Les sprites ont tendance à se produire au-dessus des régions actives caractérisées par un taux faible de décharges Nuage-Sol et apparaissent juste après une décharge positive ($+CG$).

1.6.4.C-Elves (Emissions of Light and VLF perturbations due to Electromagnetic pulse Sources) ont été observées pour la première fois en 1995 durant la campagne US-Sprite aux USA. Elles se produisent à des altitudes entre 75 et 105 km et à 350 μs après une décharge Nuage-Sol intense (>60 kA), indépendamment de sa polarité. Elles

consistent en de larges anneaux lumineux d'expansion horizontale atteignant les 500 km et durent moins de 1 ms [72]. L'émission dans le rouge provient aussi de la molécule N_2 .

L'étude des TLEs reste, à nos jours, sujet de nombreuses recherches. En effet, plusieurs questions restent non résolues comme : la forme de chaque catégorie des TLEs et leurs complexités, leurs taux d'occurrence, les processus de générations des TLEs, leur effet sur le circuit électrique de l'atmosphère, leur rôle dans la composition chimique de l'atmosphère et aussi leur effet sur l'ionosphère. Telles questions, et plusieurs autres, restent ouvertes pour plus d'études.

Notre analyse était sur la relation entre les TLEs et les perturbations des signaux TBFs en apportant de nouveaux résultats et mesures. Il est à noter que c'est la première fois, depuis le lancement de la campagne d'EuroSprite, que des études et observations sur les perturbations des signaux TBFs ont été effectuées au moyen de récepteurs TBFs installés dans la partie sud de la Méditerranée. Néanmoins, notre étude ne sera pas sur les TLEs eux mêmes, mais beaucoup plus sur leurs effets 'invisibles', donc sur la couche 'D' de l'ionosphère, qui se traduisent par des changements de la conductivité électronique. Cela crée une irrégularité dans la couche 'D' qui affecte la propagation des ondes radios.

Chapitre 2 : Bases de données utilisées et Instruments de Mesures

2.1- Bases de données de l'activité solaire :

Afin d'étudier l'effet de l'activité solaire sur la Terre, plusieurs données provenant d'instruments à bord de satellites ont été exploitées. En effet, pour la détection des régions actives et la formation des trous coronaux, responsables de l'émission des vents solaires rapides, l'instrument EIT (Extrem ultraviolet Imaging Telescope) à bord de Solar Heliophysical Observatory (SOHO) permet l'observation de la basse couronne dans trois principales longueurs d'onde du Fe ionisé. La figure 21 montre l'image du Soleil sur les trois longueurs d'onde du Fe durant la phase calme du Soleil.

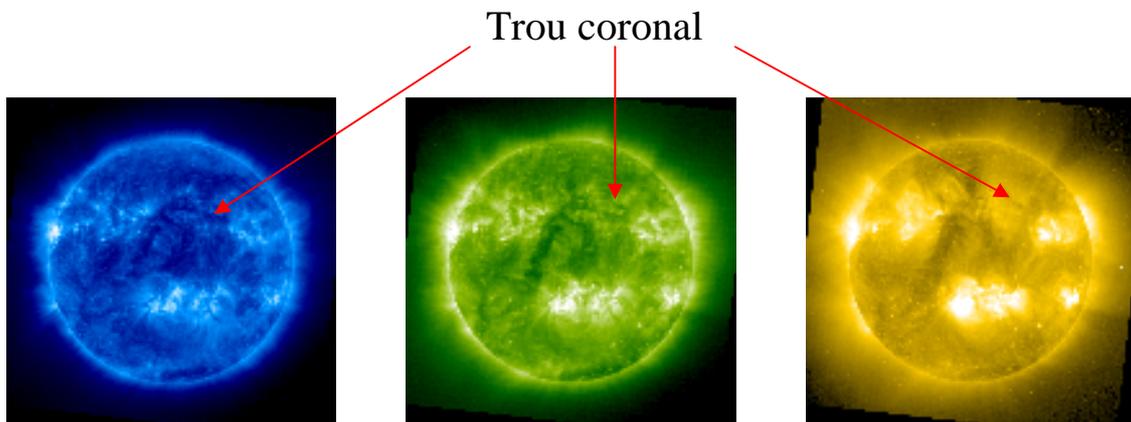


Figure 21 : La couronne solaire observée le 01/05/2010 à trois longueurs d'onde de Fe ionisé : Fe IX,X à 171 Å (Bleu), Fe XII à 195 Å (Vert), Fe XV à 284 Å (Jaune). Les couleurs sont utilisées juste pour différencier entre les images selon leurs longueurs d'onde. Source : www.soho.org

D'après les trois clichés, on observe des structures brillantes qui sont dues à des boucles magnétiques fermées. La partie sombre dans la couronne solaire, qui apparaît dans le cliché de la raie de Fe XII à 195 Å, est un trou coronal qui était la source d'un vent solaire de vitesse 685 km/s et qui a causé des perturbations géomagnétiques le 03/05/2010. Il est à noter que pour une phase d'activité plus importante, les images font apparaître d'autres structures complexes et différentes. Comme le montre la figure 22, les régions actives

sont plus nombreuses en s'approchant du maximum du cycle solaire (autour de 2001). Ces régions sont responsables de différentes catégories d'éruptions et associées dans certains cas à des éjections de masse coronale et de fortes perturbations géomagnétiques.

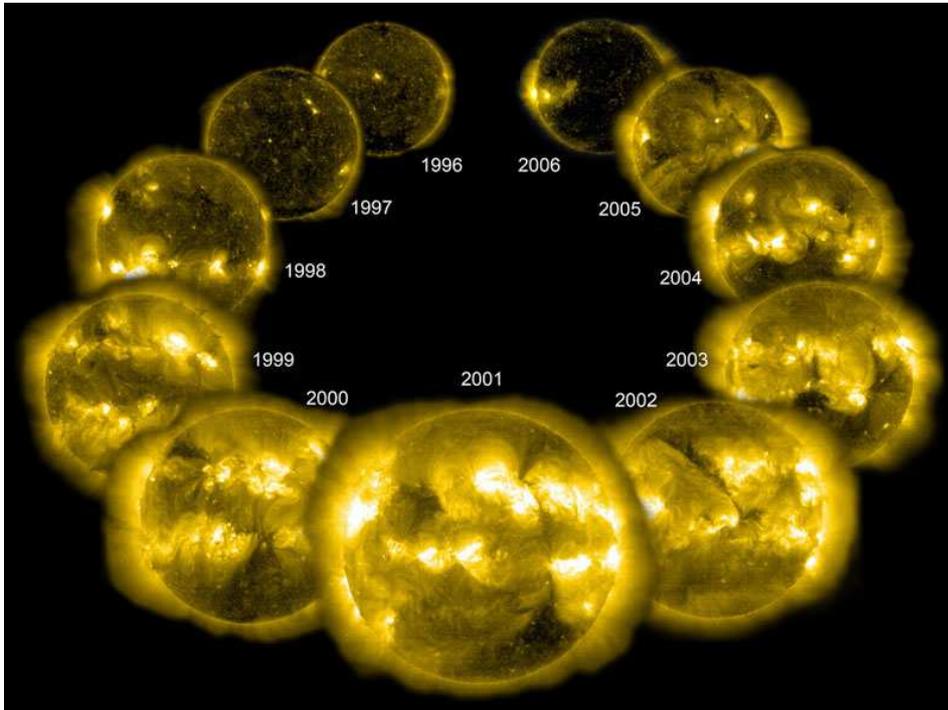


Figure 22 : L'évolution de l'activité solaire durant le cycle 23 dont le maximum était en 2001. Source : site web de la NASA

Au bord du satellite SOHO, le coronographe Large Angle and Spectrometric Coronagraph (LASCO) contient trois télescopes : C1, C2 (de 1 à 6 R_s) et C3 (jusqu'à 30 R_s). Le télescope C1 a été désactivé en Juin 1998 et donc seuls les télescopes C2 et C3 qui sont exploités pour étudier les CMEs. Toutes les données et informations sur les CMEs observés depuis 1996 peuvent être obtenues depuis le site web officiel du coronographe http://cdaw.gsfc.nasa.gov/CME_list/. La liste des CMEs observés par mois ainsi que leurs caractéristiques peuvent être obtenues à partir du site. Par exemple, dans le tableau 2 est donnée la liste des CMEs observés par LASCO entre le 01 et le 02 Décembre 2010. Un catalogue descriptif des différents termes et paramètres donnés dans le tableau est disponible dans le site web suivant :

http://cdaweb.gsfc.nasa.gov/CME_list/catalog_description.htm

First C2 Appearance Date Time [UT]		Central PA [deg]	Angular Width [deg]	Linear Speed [km/s]	2nd-order Speed at final height [km/s]	2nd-order Speed at 20 Rs [km/s]	Accel [m/s ²]	Mass [gram]	Kinetic Energy [erg]	MPA [deg]	Movies, plots, & links	Remarks
2010/12/01	03:48:09	240	9	268	299	422	5.2 ^{*1}	----	----	244	C2 C3 195 PHTX DST Java Movie	Very Poor Event
2010/12/01	04:48:06	82	21	349	312	0	12.1 ^{*1}	----	----	79	C2 C3 195 PHTX DST Java Movie	Poor Event; Only C2
2010/12/01	06:24:05	238	6	287	327	398	4.1 ^{*1}	----	----	244	C2 C3 195 PHTX DST Java Movie	Very Poor Event
2010/12/01	16:24:05	79	9	312	297	0	-5.2 ^{*1}	----	----	82	C2 C3 195 PHTX DST Java Movie	Poor Event; Only C2
2010/12/02	01:48:05	77	4	300	292	87	-3.6 ^{*1}	----	----	77	C2 C3 195 PHTX DST Java Movie	Very Poor Event; Only C2
2010/12/02	11:12:05	247	139	411	509	545	8.0	----	----	309	C2 C3 195 PHTX DST Java Movie	Partial Halo
2010/12/02	22:12:06	163	17	390	395	449	2.2 ^{*1}	----	----	159	C2 C3 195 PHTX DST Java Movie	Poor Event; Only C2

Tableau 2 : Liste des CMEs observés entre le 01 et le 02 Décembre 2010

2.2- Bases de données du vent solaire et indices géomagnétiques :

Les paramètres du vent solaire incluant : la densité des protons, la vitesse, la pression, la densité des électrons, le champ magnétique et le champ électrique sont obtenus à partir d'instruments à bord des satellites WIND et ACE. En plus de ces paramètres, les deux instruments, largement utilisés, donnent aussi les caractéristiques des composants du vent solaire, en particulier, celles des ions lourds. Dans notre analyse, seuls les paramètres du vent solaire cités en premier seront considérés. Les indices géomagnétiques ainsi que les paramètres du vent solaire et Terrestre peuvent être aussi obtenus à partir du site web : http://cdaweb.gsfc.nasa.gov/istp_public/. Ce site combine toutes les données, satellitaires et depuis le sol, obtenues par différents observatoires à travers le monde. Un exemple de données regroupant les paramètres du vent solaire et les indices géomagnétiques est représenté dans la figure 24. Les données correspondent à un évènement observé le 16/07/2000.

2.3- Champ magnétique mesuré par INTERMAGNET :

Il est aussi possible d'obtenir les valeurs du champ magnétique mesuré au sol au moyen de magnétomètres. En effet, un réseau d'observation des variations du champ magnétique (Intermagnet) est opérationnel et couvre une grande partie du globe Terrestre. Les données peuvent être obtenues à partir du site <http://www.intermagnet.org/>. Il est aussi possible de suivre l'évolution d'une perturbation géomagnétique par la comparaison des enregistrements des différentes stations. Dans la figure 25, sont présentées les différentes stations magnétométriques contribuant à la mesure du champ magnétique Terrestre.

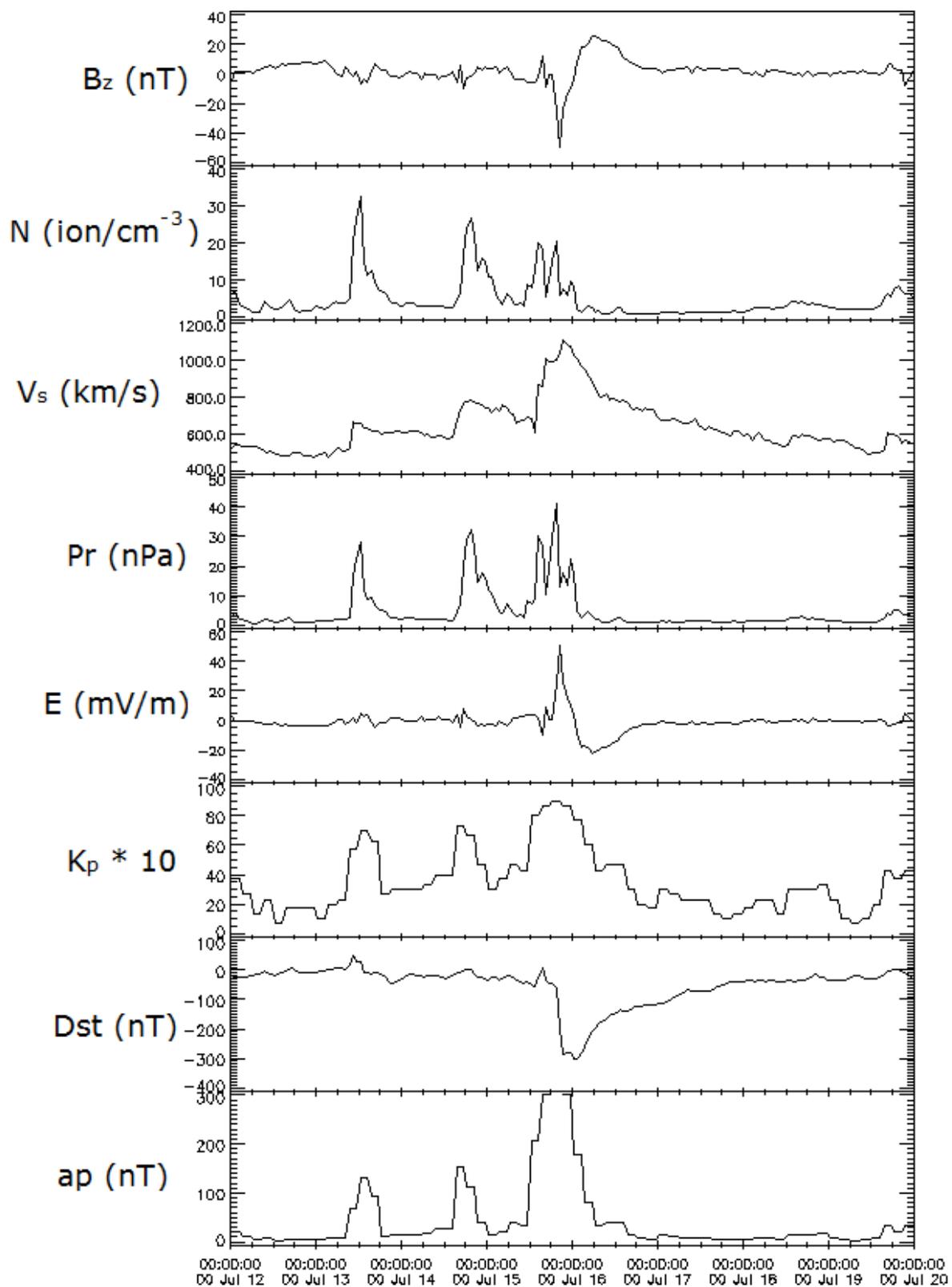


Figure 24 : Données du vent solaire et géomagnétiques enregistrées le mois Juillet 2000.

Source : http://cdaweb.gsfc.nasa.gov/istp_public/

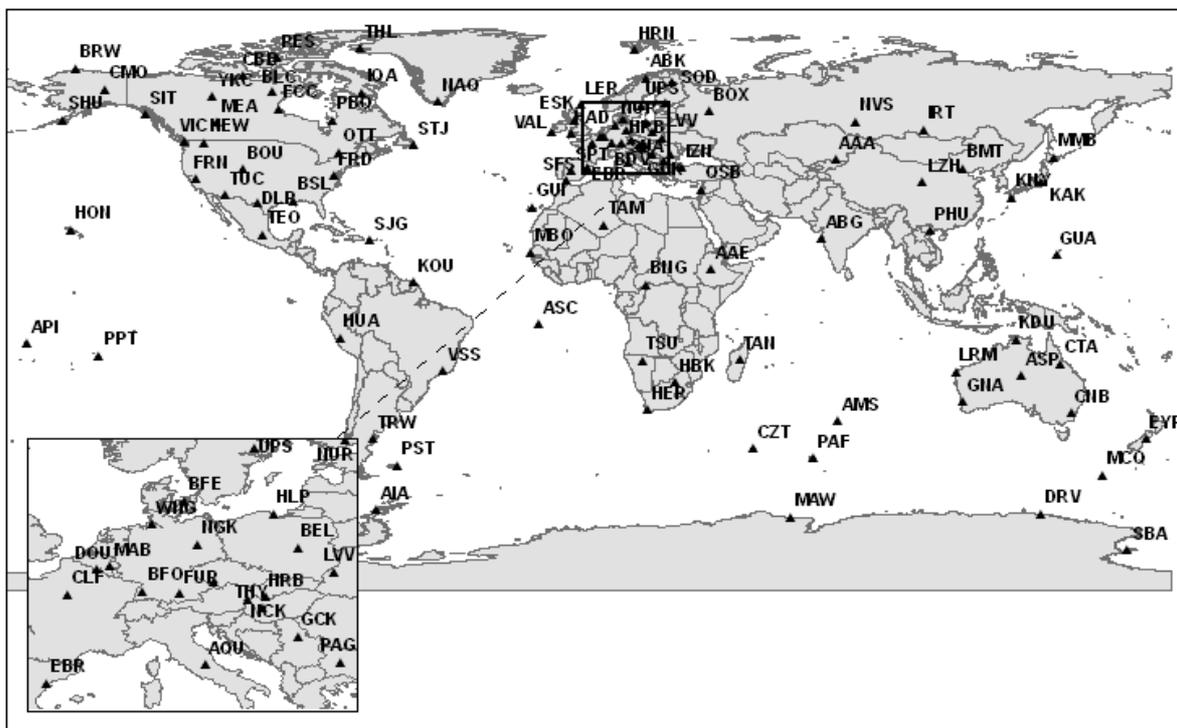


Figure 25 : Carte géographique des stations magnétométriques du réseau Intermagnet.

2.4- Récepteur de Très Basses Fréquences (TBF) (ou Very Low Frequencies VLF) :

Dans le cadre de la mise en place d'un réseau international de récepteurs de très basses fréquences, l'université de Stanford (Californie, USA) nous a donné un récepteur TBF que nous avons installé en Algérie. Ce réseau de récepteurs est opérationnel depuis 2005 et les données sont disponibles en libre accès dans le site web du réseau : <http://vlf-ihy.stanford.edu/>. La figure 26 montre les différents observatoires et institutions possédant des récepteurs TBFs (A) et les lieux géographiques des différents émetteurs (B). Nous avons reçu notre récepteur TBF en Août 2006 et l'avons installé au cours de la même année à l'Université M'Hamed Bouguera de Boumerdes. Il se compose de deux antennes orientées Nord-Sud (NS) et Est-Ouest (EW), un préamplificateur, une ligne du récepteur, un GPS pour la synchronisation, une carte d'acquisition et deux câbles de connexion (figure 27).

A)



B)

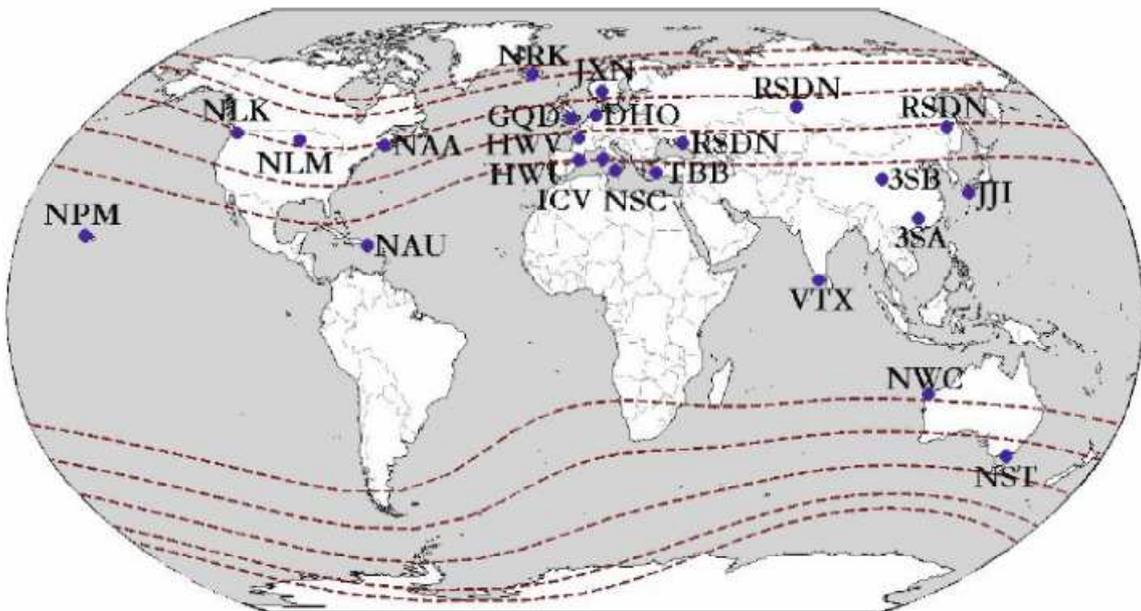


Figure 26 : Régions où sont installés A) les récepteurs TBFs, B) les émetteurs TBFs.



Préamplificateur



Antennes



Ligne du Récepteur



Antenne GPS

Figure 27 : Composition du récepteur TBFs installé en Algérie.

Le récepteur permet d'enregistrer des données en larges bandes (de 3 KHz à 50KHz) et en bandes étroites pour des fréquences précises. Le tableau 3 donne les caractéristiques des différents émetteurs TBFs que reçoit notre récepteur. Par exemple, la figure 28 (A et B) montre deux enregistrements en larges bandes et du signal provenant de l'émetteur NRK enregistré le 02 et le 03 Mai 2010.

Liste des émetteurs VLF

Indicatif	Fréquence	Emplacement
GBR	15.8 kHz	Rugby (Royaume-Uni)
JXN	16.4 kHz	Aldra Island (Norvège)
VTX	17.0 kHz	Vijaya Narayanam (Inde)
SAQ	17.2 kHz	Grimeton (Suède)
RDL/UPD/UFQE/UPP/UPD8	18.1 kHz	Russie (divers sites)
HWU	18.3 kHz	Le Blanc (France)
NTS	18.6 kHz	Woodside, Victoria (Australie)
RKS	18.9 kHz	Russie (divers sites)
GBZ	19.6 kHz	Skelton (Royaume-Uni)
NWC	19.8 kHz	North West Cape, Exmouth, Australie-Occidentale (AUS)
ICV	20.27 kHz	Isola di Tavolara (Italie)
RJH63, RJH66, RJH69, RJH77, RJH99	20.5 kHz	Russie (divers sites)
ICV	20.76 kHz	Tavolara (Italie)
FTA	20.9 kHz	Sainte-Assise (France)
RDL	21.1 kHz	Russie (divers sites)
HWU	21.75 kHz	Le Blanc (France)
GQD	22.1 kHz	Anthorn (Royaume-Uni)
NDT	22.2 kHz	Ebino (Japon)
HWU	22.60 kHz	Le Blanc (France)
RJH63, RJH66, RJH69, RJH77, RJH99	23 kHz	Russie (divers sites)
DHO38	23.4 kHz	Près de Rhauderfehn (Allemagne)
NAA	24 kHz	Cutler, Maine (USA)
NLK	24.80 kHz	Oso Wash, Jim Creek, WA (USA)
NML	25.20 kHz	La Moure, ND (USA)
TBB	26.70 kHz	Bafa, (Turquie : Précision inconnue)

Tableau 3 : Caractéristiques des différents émetteurs TBFs.

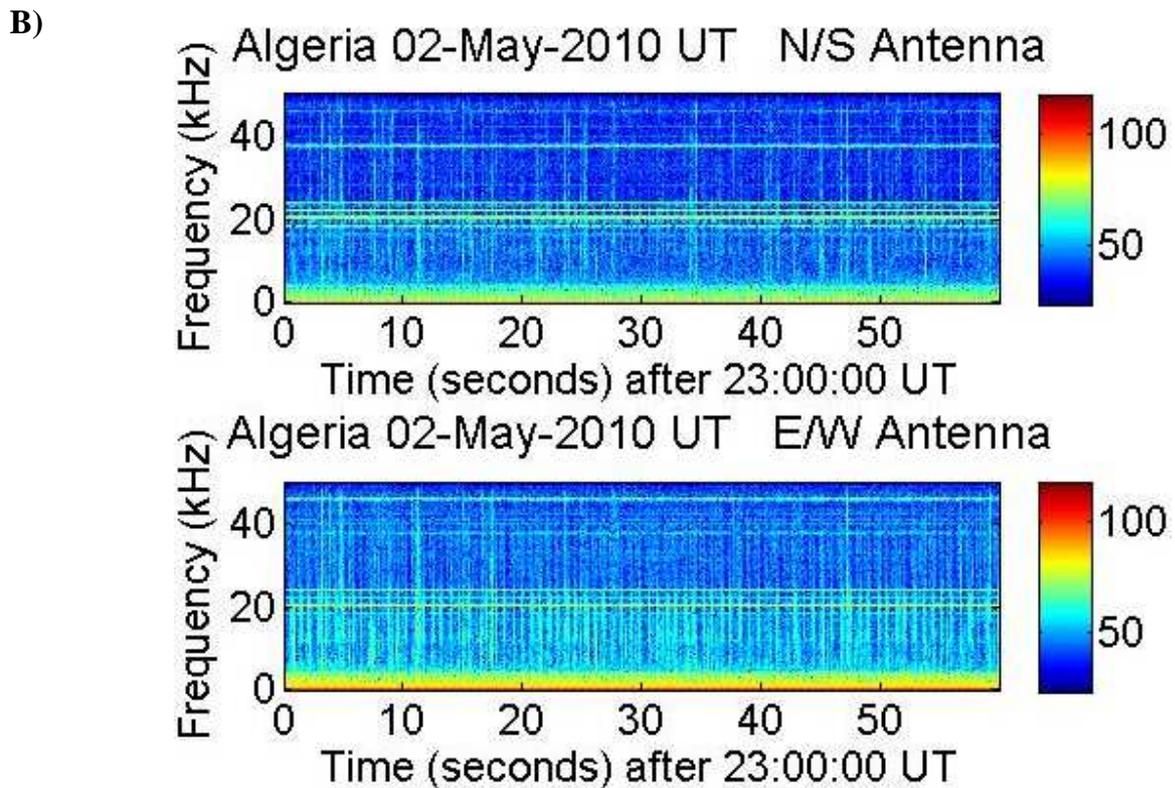
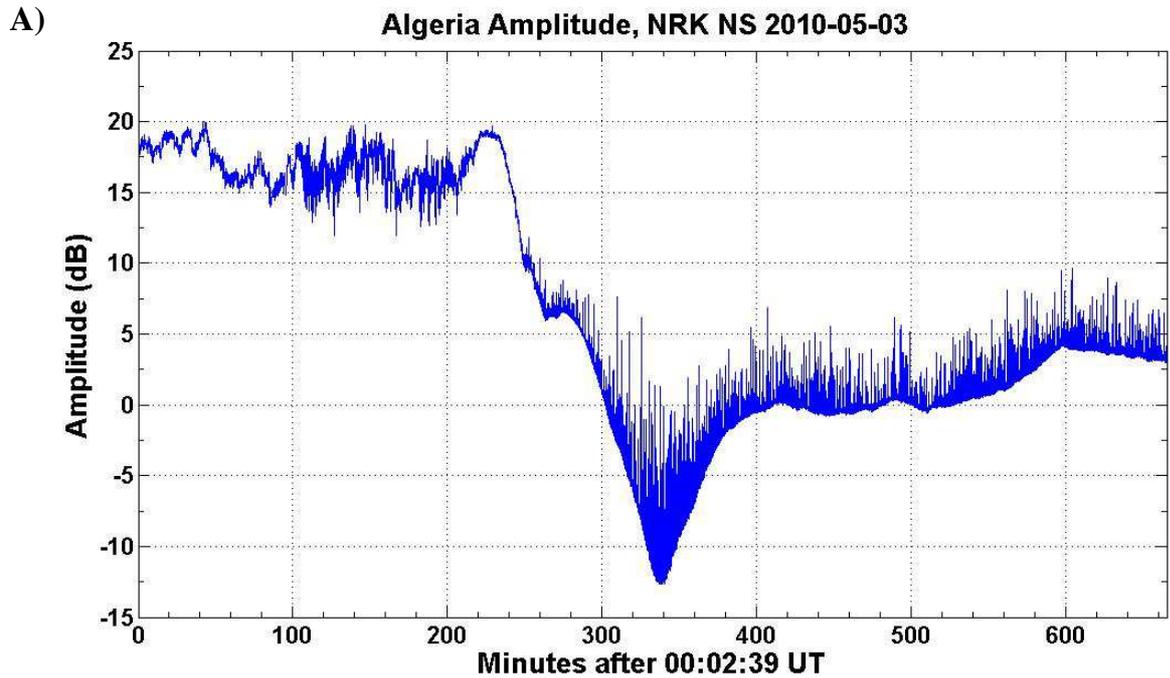


Figure 28 : Enregistrement du signal provenant de l'émetteur NRK (en haut), et l'enregistrement larges bandes (en bas). Les lignes droites horizontales dans l'enregistrement larges bandes correspondent aux signaux TBFs des émetteurs.

2.5- Observation des évènements lumineux transitoires :

L'observation des évènements lumineux transitoires (TLEs) se fait sous forme de campagnes et, généralement, entre le printemps et l'hiver. Pour cela, des caméras munies de filtres sont installées aux sommets des montagnes pour mieux observer les TLEs. La campagne d'EuroSprite entre dans le cadre du projet Coupling of the Atmospheric Layer (CAL) et qui a pour objectif d'étudier et comprendre les processus liés aux décharges électriques qui se manifestent dans l'atmosphère de la Terre. Pour la campagne d'EuroSprite, les caméras sont installées au Pic du Midi (France), Grenade (Espagne) et en Corse, à des altitudes au-delà de 2000 m. L'image dans la figure 29 donne les différentes régions où les caméras sont installées ainsi que leurs champs de visibilité. Les détails sur les propriétés des caméras et les lieux où elles sont installées peuvent être obtenus dans la référence [73]. Les observations se font durant la nuit, et les caméras sont contrôlées via Internet. Les résultats et les images des TLEs sont publiés dans le site web officiel de la campagne : <http://eurosprite.blogspot.com/>.

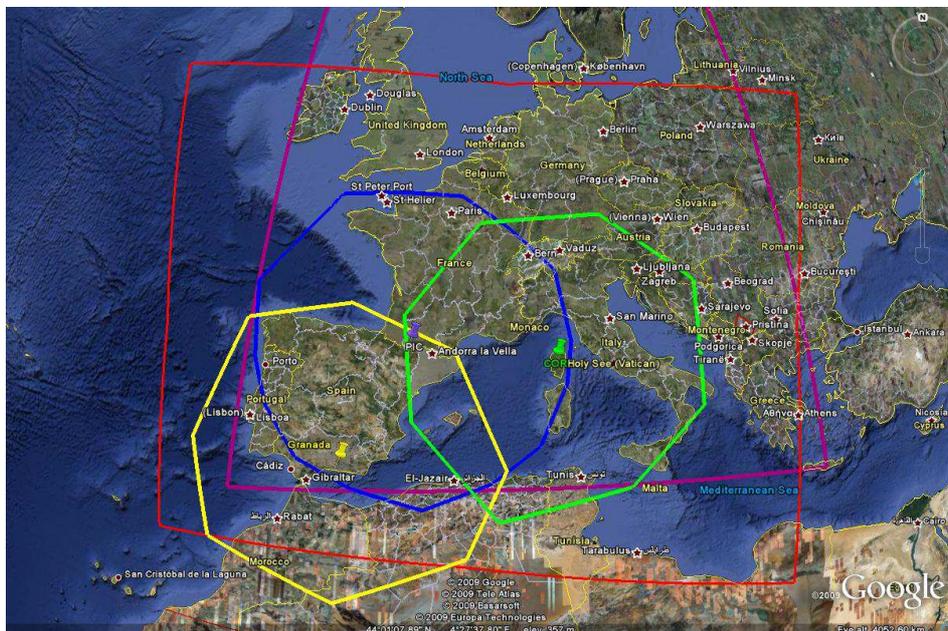


Figure 29 : Régions où sont installées les caméras. Bleu : Caméra du Pic du Midi. Vert : Caméra du Corse. Jaune : Caméra de Grenade.

Chapitre 3 : CMEs leurs sources et perturbations géomagnétiques :

Comme décrit auparavant, les principales perturbations dues à l'activité solaire sont : les éruptions solaires, l'éjection de masse coronale et les vents solaires rapides. Les éruptions solaires sont responsables de l'ionisation supplémentaire dans l'ionosphère due aux rayonnements X et UV accompagnant l'éruption. Certaines éruptions, en particulier les éruptions de classes M et X, sont suivies par des éjections de masse coronale qui sont à l'origine de perturbations géomagnétiques. Il a été prouvé aussi que certaines éjections (ou CME) n'ont pas d'activité de surface associée (ou éruption) et donc sont des manifestations purement coronales. Les vents solaires sont aussi sources de perturbations géomagnétiques mais avec un effet plus faible que celui des CMEs.

3.1- L'association Eruption solaire et CME :

Le problème de l'association entre les éruptions solaires et les éjections de masse coronale est toujours posé. Certains CMEs n'ont pas d'activités de surface associées et le plus étrange est que certains CMEs causent des éruptions connues sous le nom de Post-Eruptive Events [74]. Dans notre cas, nous avons analysé tous les événements CMEs ayant causé des perturbations géomagnétiques importantes sur la Terre entre 1997 et 2005. Donc nous avons cherché parmi tous les CMEs observés, ceux qui se trouvaient dans la région de géo-activité située entre 50° Est et 50° Ouest, en nous intéressant à leurs activités de surface associées et leurs caractéristiques.

Pour que le CME cause une perturbation géomagnétique importante, il faut qu'il soit orienté vers la Terre, donc l'éjection doit être de largeur angulaire $\geq 200^\circ$. Comme l'éjection de masse coronale peut se produire dans le côté invisible du Soleil (Farside) et qu'elle soit observée par les coronographes, elle peut être confondue avec l'éjection qui se produit du côté face à la Terre si cette dernière est purement coronale et n'ayant pas d'activité de surface associée (figure 30). Afin d'éviter cette confusion, toute éjection de masse coronale observée sans activité de surface associée est éliminée de l'analyse.

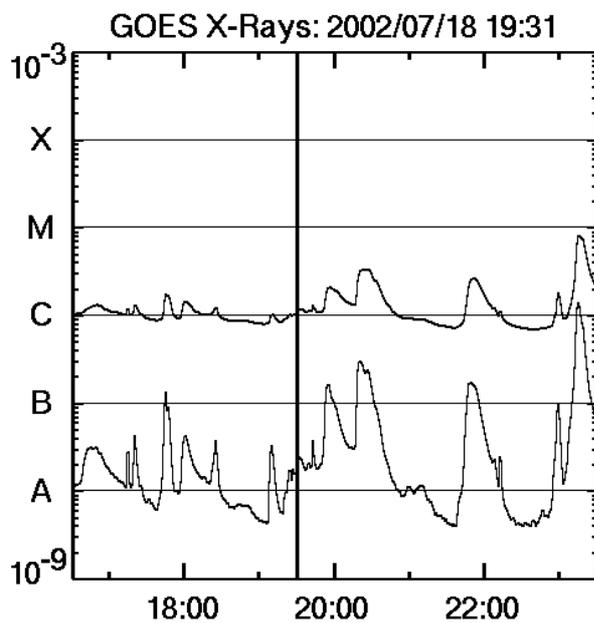
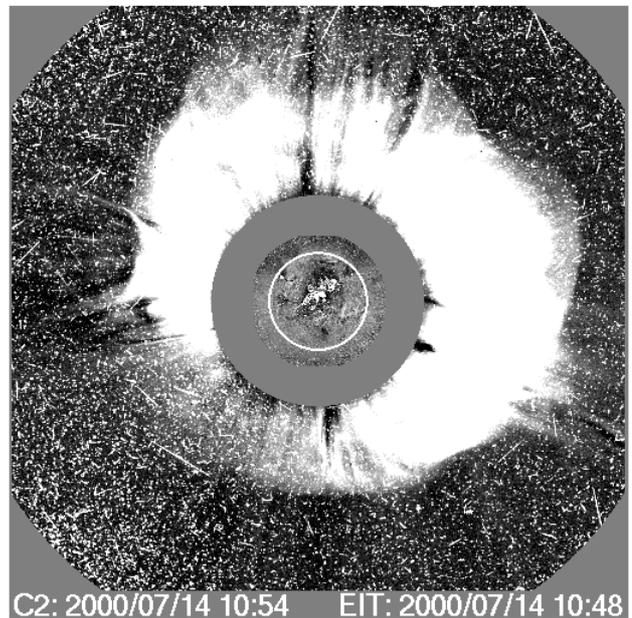
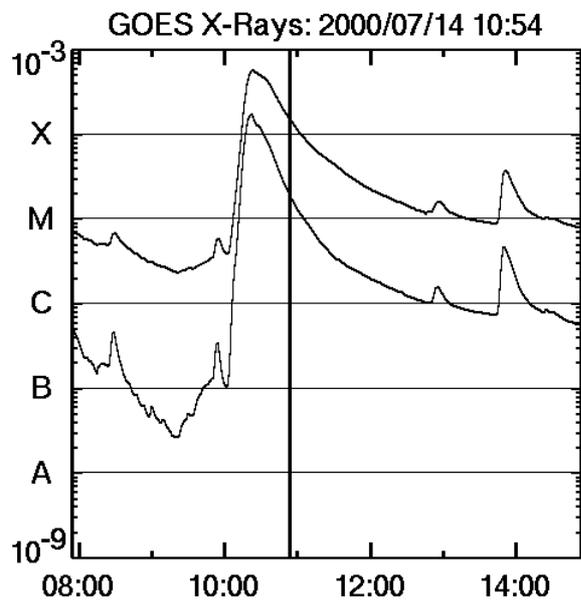


Figure 30 : Images montrant deux CMEs : en haut, le CME est dirigé vers la Terre. En bas, un CME du côté invisible du Soleil (farside). Le cercle représente le Soleil tel observé par l'instrument EIT, l'image est obtenue par superposition des images EIT et LASCO.

Un évènement est considéré du côté invisible du Soleil si le télescope EIT n'observe aucune activité éruptive et le satellite GOES ne détecte aucun rayonnement X associé à l'éruption. Cela n'étant pas suffisant comme argument pour dire que l'évènement est du côté invisible (farside) du Soleil. Pour la sélection d'un évènement nous avons utilisé les images et données de trois instruments : LASCO et EIT à bord de SOHO et Soft X Rays Telescope (SXT) à bord de GOES. Les données LASCO permettent de sélectionner les évènements dont la largeur angulaire est $\geq 200^\circ$, les images EIT permettent de voir s'il y'a eu une activité de surface associée et finalement les données GOES nous permettent de déterminer la classe de l'éruption, s'il s'agit d'une éruption solaire. On peut, de même, avoir une éruption d'un filament (non accompagné par un rayonnement X) en association avec le CME, comme on peut trouver à la fois une éruption (de classe C, M ou X) et un filament éruptif associés au même CME [75].

Dans la figure 31 sont représentés : le nombre de tâches solaires et les nombres des évènements CMEs observés par LASCO selon leurs hémisphères d'origines. Le début du cycle 23 est caractérisé par un nombre minimal de taches solaires alors que le maximum du cycle est repéré par un nombre élevé de taches. En utilisant les données des coronographes OSO-7 et Skylab, Tousey et al. [76] ont abouti à la formule suivante entre le nombre de CMEs et le nombre de taches solaires :

$$R = 0.96 + 0.084 \times N \quad (10)$$

où R est le taux de CMEs et N le nombre de taches solaires. Webb et al. [77] ont utilisé des données combinées des coronographes Skaylab (1973-1979), Solar Maximum Mission (SMM/CP) (1980-1990), P78-1/Solwind (1978-1985), leurs résultats étaient de 30 CMEs par mois (1 par jour). Les observations du coronographe SOHO/LASCO (1996-2010) ont donné un nombre plus élevé que celui observé par les missions précédentes. En effet, le nombre de CMEs en 2002 uniquement était de 1637 qui correspond au nombre des CMEs observés par le satellite (SMM) durant toute sa mission. La différence était attribuée à la sensibilité de LASCO qui a une gamme dynamique de 6000 alors que pour SMM et P78-1 la dynamique est de 40 et 30 respectivement [78].

D'après la figure 31, le nombre de CMEs est très élevé au maximum du cycle solaire, cela étant dû au fait que les CMEs sont des phénomènes qui se produisent dans les régions où se forment les boucles magnétiques fermées (ou régions actives), associées aux taches solaires (individuelles ou en groupes). Nous avons aussi constaté que le maximum du nombre de CMEs est décalé de 2 ans par rapport au maximum du nombre de taches solaires, et qu'il est plus élevé à la fin du cycle. La décomposition des événements selon leurs hémisphères d'origines montre qu'au début du cycle l'activité dans l'hémisphère nord prédominait, alors que durant la période du maximum du cycle, entre 2000 et 2002, le nombre de CMEs dans les deux hémisphères était presque identique. Après le maximum du cycle, l'activité dans l'hémisphère sud devenait prédominante. La raison pour laquelle le nombre de CMEs est faiblement corrélé au nombre de taches solaires est que certains filaments solaires, qui ne sont pas des taches solaires, peuvent être à l'origine des CMEs. Les filaments sont des structures qui apparaissent à hautes latitudes et leur distribution dans chaque hémisphère n'est pas symétrique. Cette asymétrie se traduit donc par l'intermittence en nombre de CMEs par hémisphère avant et après le maximum du cycle. Malgré cette intermittence le nombre de CMEs par hémisphère est identique (208 pour l'hémisphère Sud et 200 pour l'hémisphère Nord).

L'activité de surface associée à chaque CME est représentée dans la figure 32. Au début du cycle, l'activité solaire est dominée par des éruptions de classe C, durant et après le maximum, c'est les éruptions de classe M qui prédominent. Quand aux éruptions de classe X, elles n'ont, généralement, lieu qu'au maximum du cycle solaire. Les vitesses de chaque paire éruption-CMEs sont représentées dans la figure 33. Dans cette représentation nous avons aussi séparé les événements mixtes entre un filament et une éruption solaire. On constate bien que plus on s'approche du maximum du cycle solaire plus le nombre de CMEs rapides augmente. Il apparaît aussi que les éruptions de classe X sont associées aux CMEs les plus rapides.

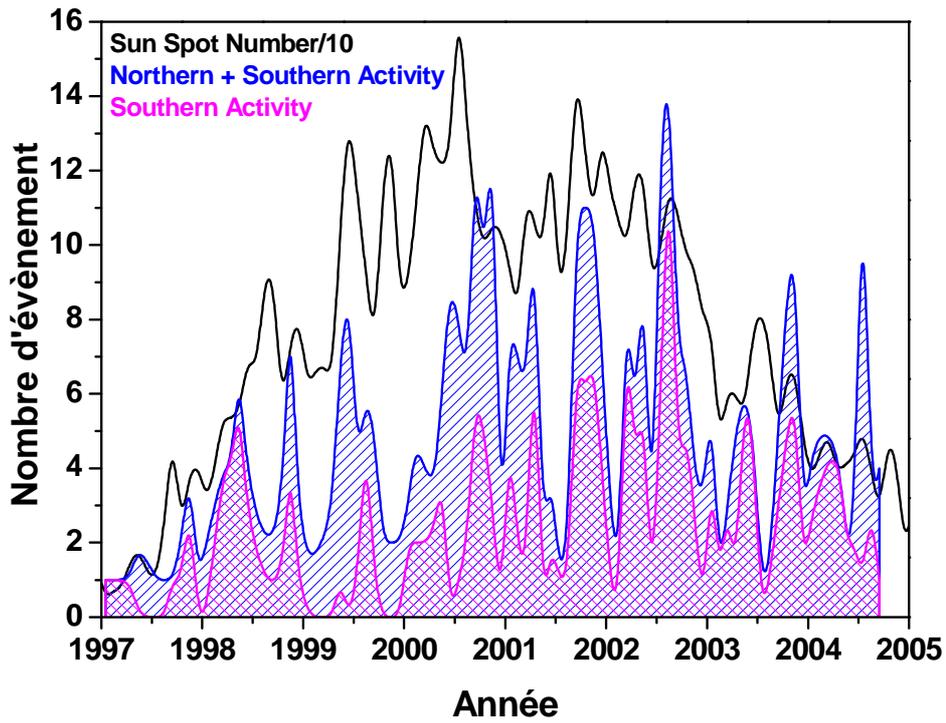


Figure 31 : Nombre de CMEs par hémisphère entre 1996 et 2005.

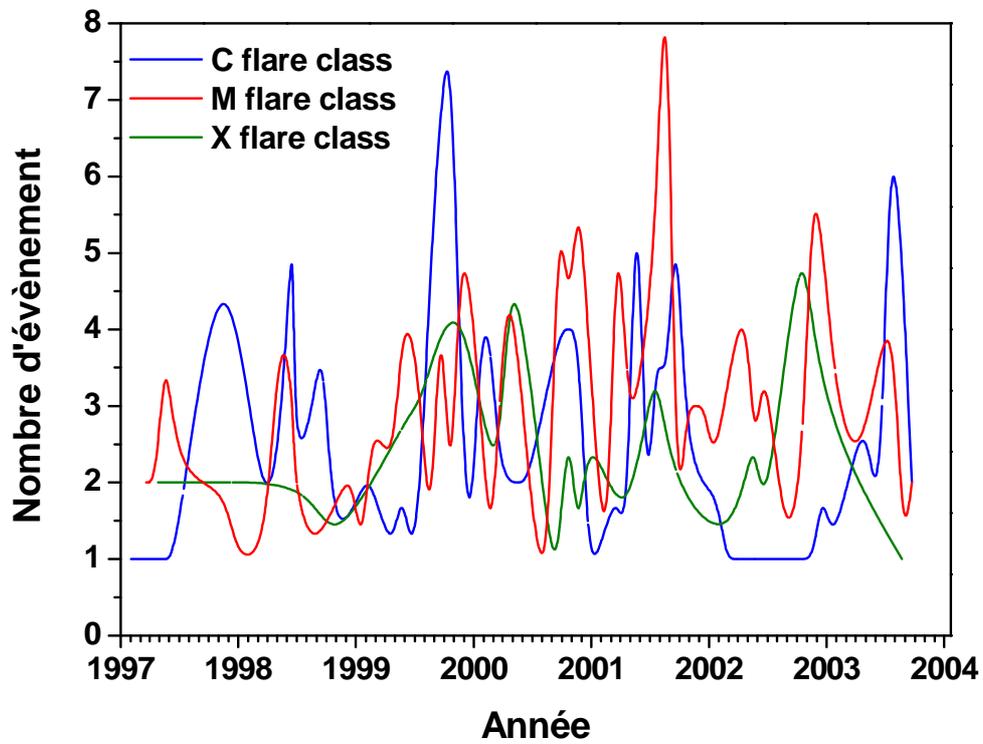


Figure 32 : Nombre de paires Eruptions-CME durant le cycle 23.

Comme nous l'avons décrit auparavant, les éruptions solaires sont classées selon l'intensité du rayonnement X associé, alors que les CMEs sont des plasmas éjectés dans le milieu interplanétaire. La source d'énergie responsable de l'accélération des particules du CME et de l'éruption est l'énergie magnétique emmagasinée dans les taches solaires. La figure 34 montre une région active de la couronne observée par le télescope SXT de Yohkoh. Typiquement, il y a trois étapes durant l'éruption solaire. La première étape est le précurseur, où l'énergie magnétique emmagasinée est déchargée. C'est à cette étape qu'on commence à détecter les rayons X mous (de longueur d'onde : $0.1 \text{ \AA} < \lambda < 10 \text{ \AA}$). Dans la deuxième étape dite impulsive, les électrons et les protons sont accélérés jusqu'à des énergies dépassant 1 MeV. Durant cette étape les ondes radios, les Rayons X durs ($0.01 \text{ \AA} < \lambda < 0.1 \text{ \AA}$) et les rayons gamma sont détectés. L'accumulation graduelle et la décroissance des rayons X mous peuvent être détectées au cours de la troisième phase dite de décroissance. La durée totale de ces étapes peut être de quelques secondes comme elle peut durer plus d'une heure [31].

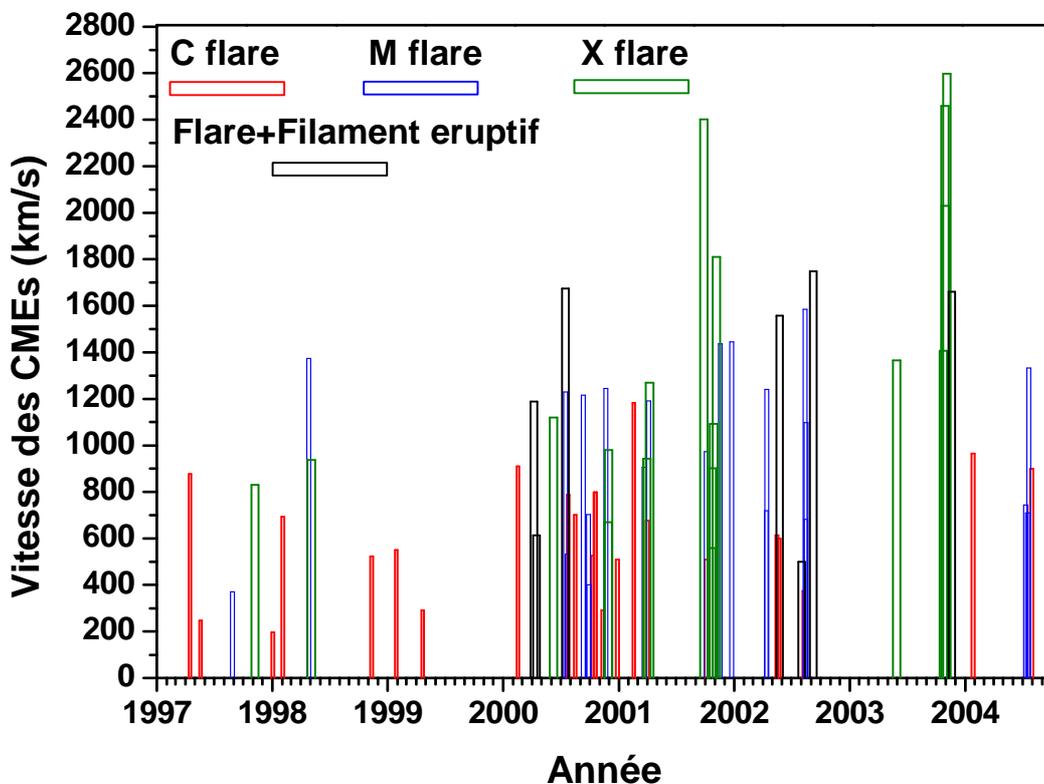


Figure 33 : Vitesses des CMEs observés durant le cycle 23.

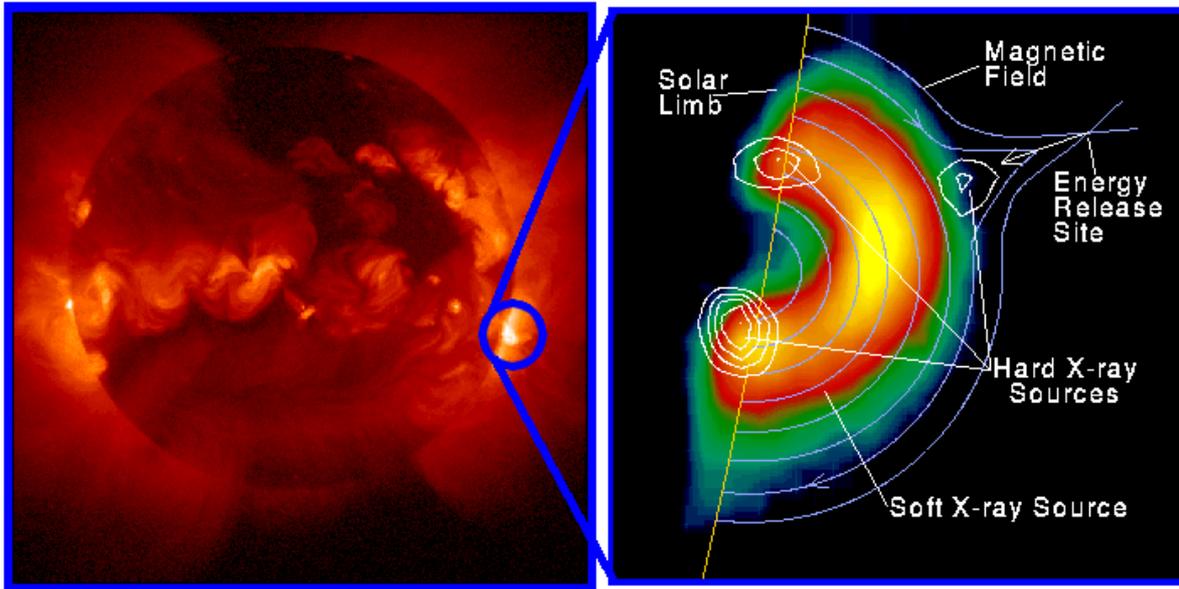


Figure 34 : Image en rayons X d'une éruption solaire observé par Yohkoh le 13 Janvier 1992. A gauche est l'observation en rayons X mous. A droite est la combinaison en rayons X mous et durs. Source : page web de Yohkoh.

3.2- Caractéristiques des ICME :

3.2.1- Vitesse d'arrivée de l'ICME

La relation entre les propriétés des CMEs près du Soleil et près de la Terre à 1 Unité Astronomique (1UA=149 597 870 km) est très importante pour la météorologie de l'espace. En effet, comme nous l'avons expliqué au premier chapitre, les perturbations géomagnétiques sont fortement liées aux conditions du plasma dans le vent solaire. L'éjection de masse coronale (CME) dans le milieu interplanétaire subit des changements durant son parcours vers la Terre. Les instruments de mesure des paramètres du plasma du vent solaire, à bord des satellites WIND ACE et SOHO, ont montré que la vitesse d'arrivée de l'ICME n'est pas la même que celle au moment de l'éjection. En effet si la vitesse d'éjection est inférieure à la vitesse du vent ambiant alors la vitesse de l'ICME augmente. Dans le cas contraire, quand la vitesse d'éjection est supérieure à la vitesse du vent, la vitesse de l'ICME décroît et la vitesse du vent solaire au front de contact

augmente. Dans cette situation des ondes de choc sont formées. La figure 35 montre un exemple d'une accélération d'un CME de vitesse d'éjection inférieure à celle du vent solaire.

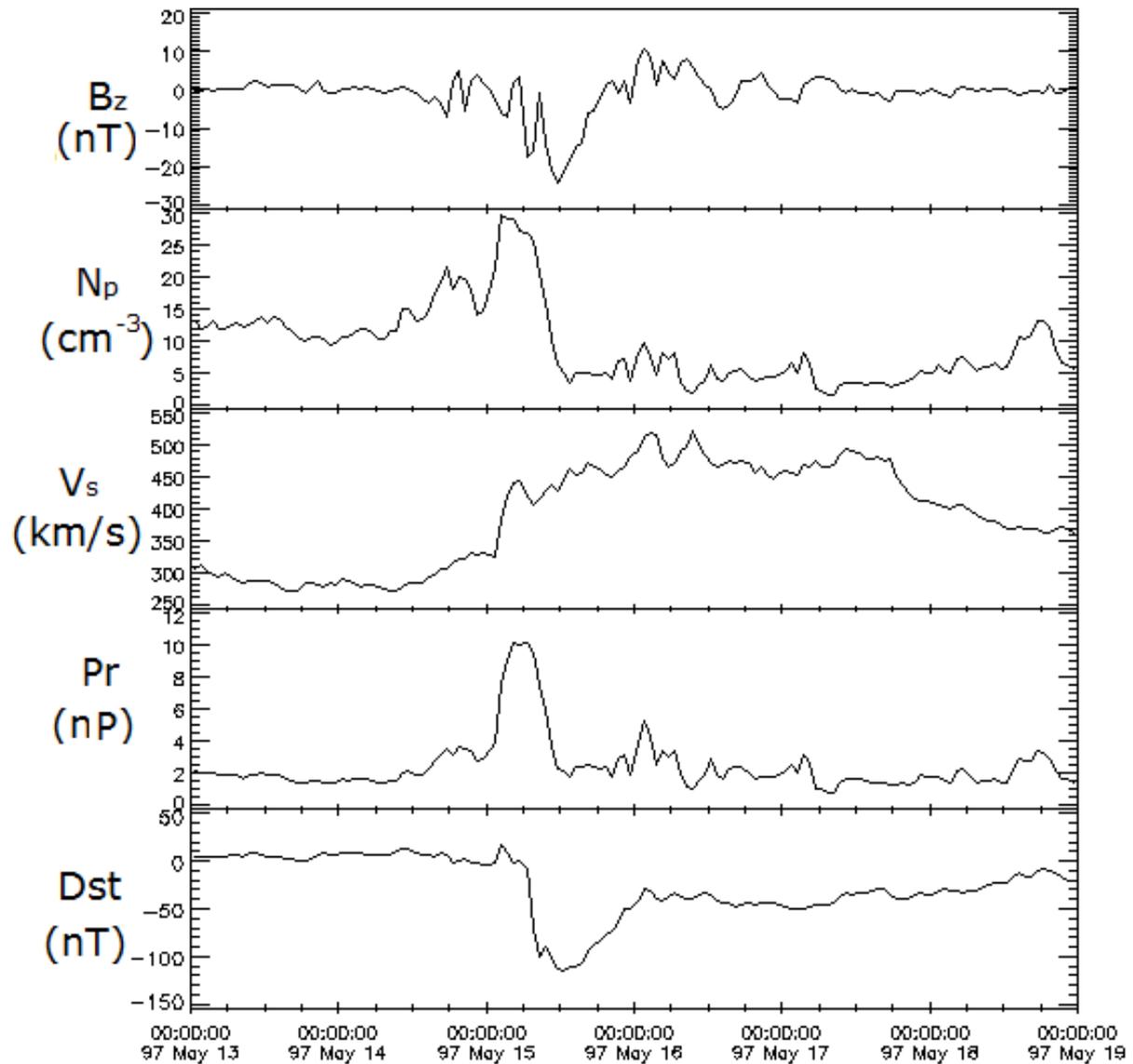


Figure 35 : Exemple d'un CME lent accéléré par le vent solaire. Données moyennées.

Source : http://cdaweb.gsfc.nasa.gov/istp_public/

Le CME correspondant à l'évènement avait une vitesse d'éjection de 247 km/s, et sa vitesse dans le milieu interplanétaire a augmenté jusqu'à la valeur de 450 km/s. La vitesse du vent solaire ambiant avant l'arrivée de l'ICME était de 300 km/s alors qu'après l'ICME, la vitesse a atteint environ 500 km/s. La densité et la pression sont restées élevées pendant 24h et puis ont chuté brusquement aux valeurs ambiantes. La composante B_z du champ magnétique présentait des oscillations autour de zéro avant l'arrivée de l'ICME puis a décliné à des valeurs négatives durant le passage de l'ICME. Nous pouvons donc remarquer que deux types d'évènements différents ont été enregistrés ce jour là ; le premier est celui de l'ICME caractérisé par une densité de protons élevée et qui était à l'origine d'une perturbation géomagnétique de -112 nT. Le deuxième est celui du vent solaire rapide caractérisé par une faible densité de protons, une vitesse élevée, une composante B_z quasiment stable et une perturbation géomagnétique faible autour de -50 nT arrivant après l'ICME. L'origine de ce type de vent solaire rapide est due aux trous coronaires. Donc ce CME avait été accéléré non seulement par le vent solaire ambiant mais aussi par le vent solaire rapide arrivé après.

Pour l'évènement de la figure 36, la vitesse d'éjection était de 1660 km/s. Ce CME a été associé par une succession d'éruptions solaires de classe M. La vitesse enregistrée à 1UA était de l'ordre de 700 km/s donc a chuté jusqu'à la moitié de sa vitesse d'éjection. En plus la composante du champ magnétique B_z de l'ICME a varié entre +20 nT et -50 nT et n'a pas montré d'oscillations comme l'exemple précédent. Ce type d'ICME est appelé nuage magnétique (Magnetic Cloud) caractérisé par la variation lisse de la composante B_z entre sa valeur positive et négative. On peut trouver des situations où la partie négative de la composante B_z arrive en premier ensuite vient la partie positive. Donc ce type d'ICME peut engendrer des perturbations géomagnétiques intenses par reconnexion à la fois au front de la magnétosphère et au niveau de la queue.

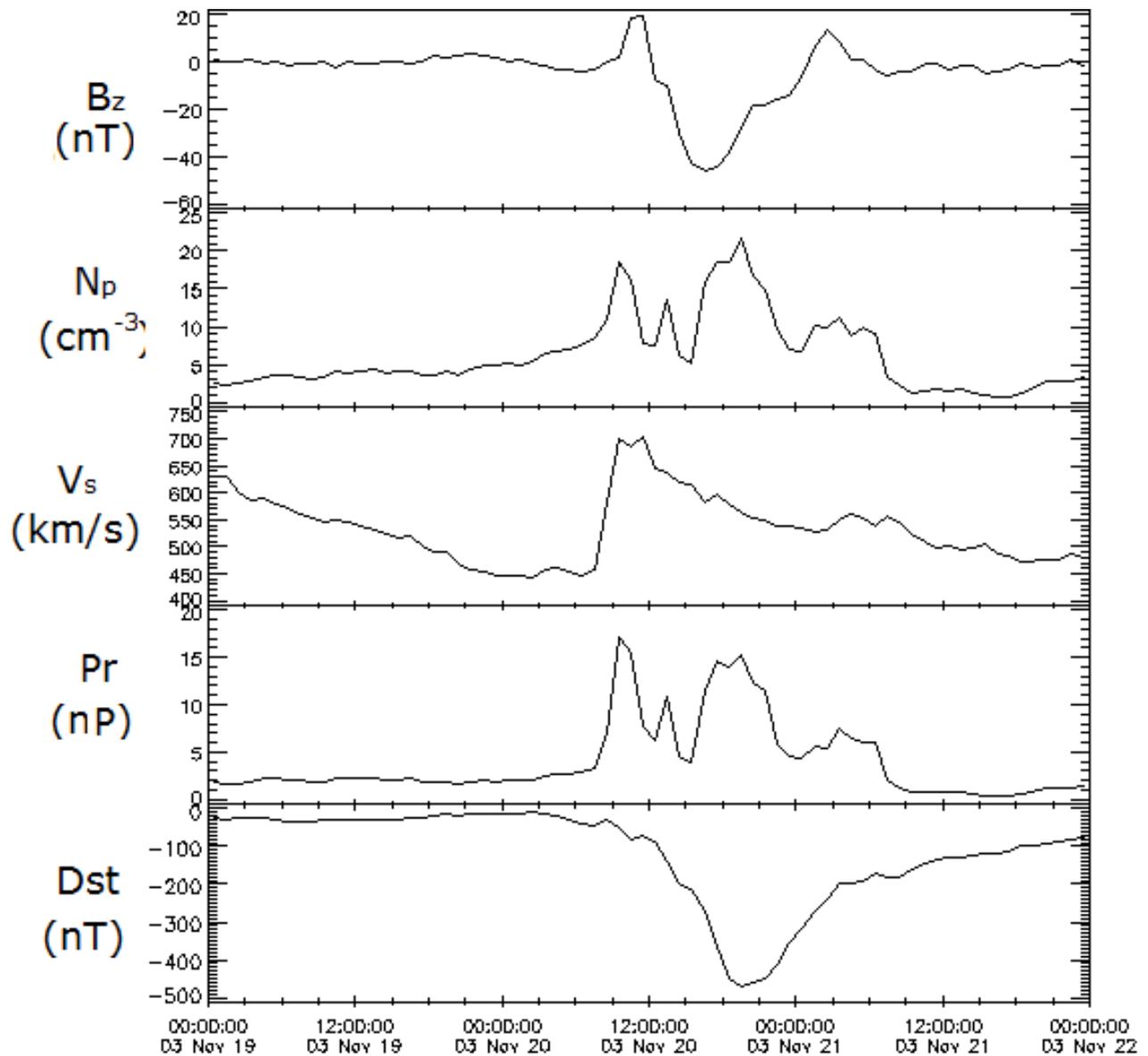


Figure 36 : Cas d'un CME rapide décéléré par le vent solaire.

Le but de connaître la vitesse d'arrivée est de prévoir l'intensité de la perturbation géomagnétique puisque celle-ci est liée à la fois à la pression dynamique (ρV_{ICME}^2) et au champ électrique ($V_{\text{ICME}} B_z$) [57]. Les vitesses d'arrivée des ICMEs mesurées à 1 UA sont représentées dans la figure 37. Nous voyons clairement que la vitesse enregistrée est inférieure à celle observée au moment de l'éjection et qu'elle dépend fortement des conditions du vent solaire ambiant. La valeur moyenne de la vitesse d'arrivée des CME

est de 590 km/s. Avec cette vitesse, le temps que met un CME pour atteindre la Terre est d'environ 3 jours.

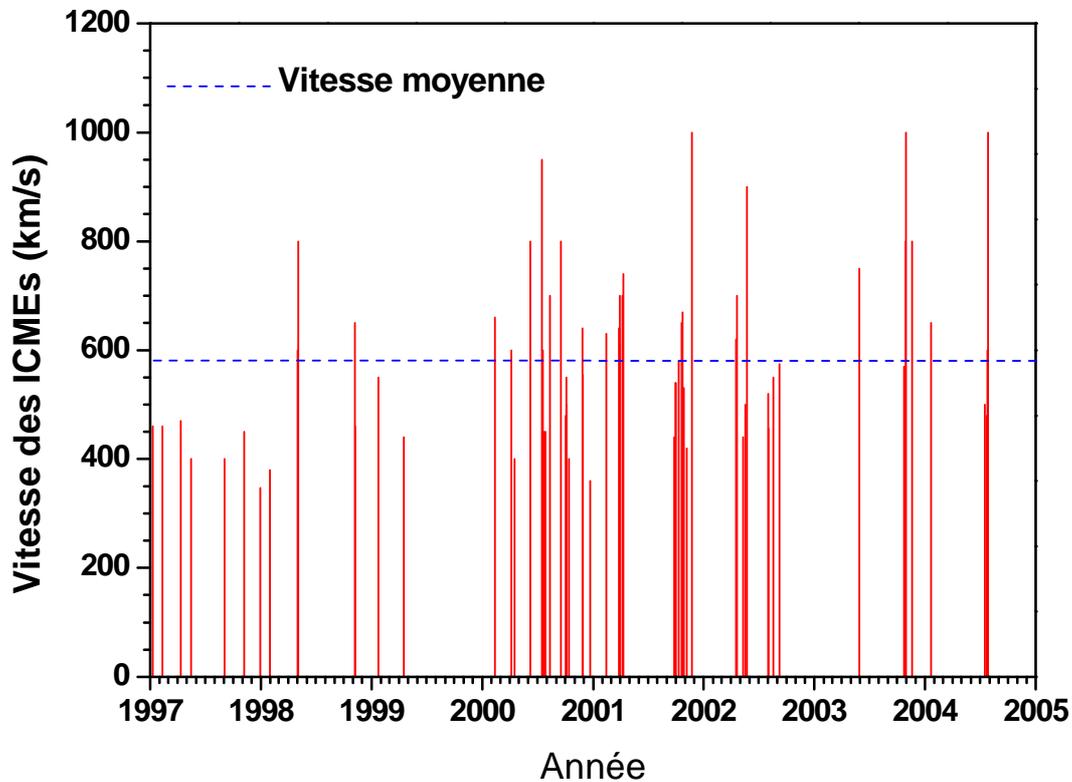


Figure 37 : Vitesses d'arrivées des CMEs à 1AU.

La corrélation entre la vitesse d'éjection du CME et sa vitesse dans le milieu interplanétaire est représentée dans la figure 38. La droite représente l'ajustement par une fonction linéaire, cette même approximation a été proposée par Gopalswamy et al. [34, 35]. Les données sélectionnées correspondent aux événements qui ont causé des perturbations géomagnétiques intenses ($Dst < -50$ nT). En effet, certains CMEs peuvent avoir des vitesses élevées mais ne causent aucune perturbation ou bien la perturbation associée est faible (> -50 nT). Cela étant du au fait que ces CMEs sont éjectés loin de la région de forte géo-activité située entre $50^{\circ}N$ et $50^{\circ}E$ dans chaque hémisphère [79-81].

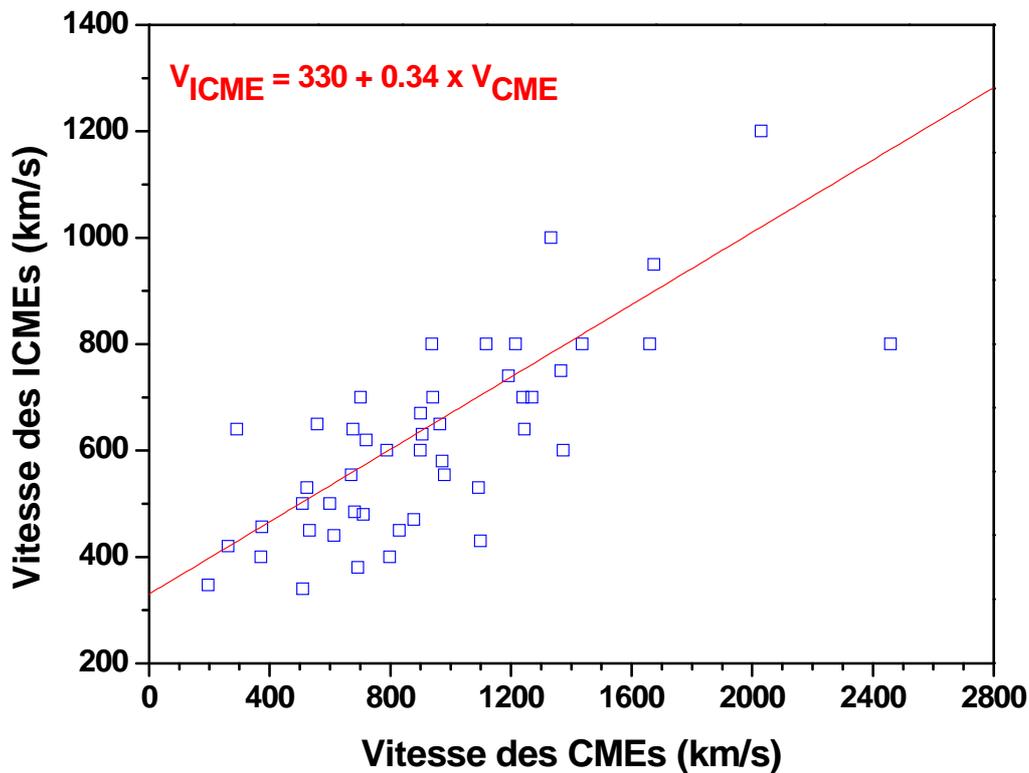
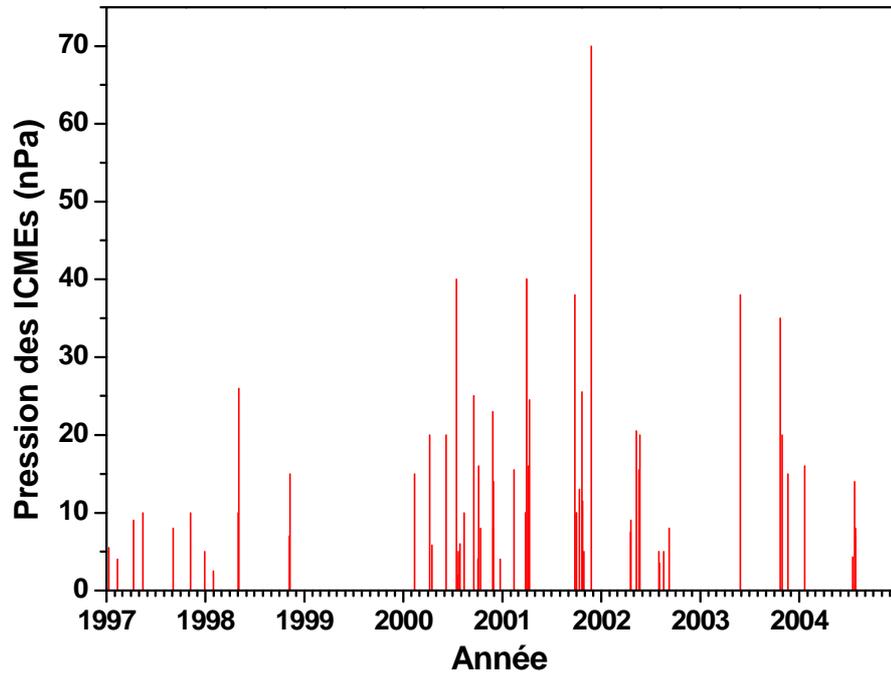


Figure 38 : Corrélation entre la vitesse d'éjection de CME et la vitesse d'arrivée de l'ICME

3.2.2- Pression de l'ICME :

Le deuxième paramètre à présenter est la pression dynamique de l'ICME, figure 39(A et B). D'après la figure 39 (A), la pression dynamique suit aussi le cycle de l'activité solaire, i.e. sa valeur augmente en s'approchant du maximum du cycle ensuite elle décroît. Dans la figure 39 (B), est représenté l'indice Dst en fonction de la pression des ICMEs selon la catégorie de l'éruption associée au CME. D'après cette figure, on constate que la majorité des éruptions de classes C et M sont associées à des ICMEs de pression inférieure à 20 nP. La comparaison entre la figure 39 (A) et les figures (32, 33) montre que la valeur élevée de la pression est due au fait que le CME est associé à une forte éruption solaire, de classe supérieure ou égale à M, ou bien l'ICME résulte de la reconnexion de plusieurs CMEs dans le milieu interplanétaire.

A)



B)

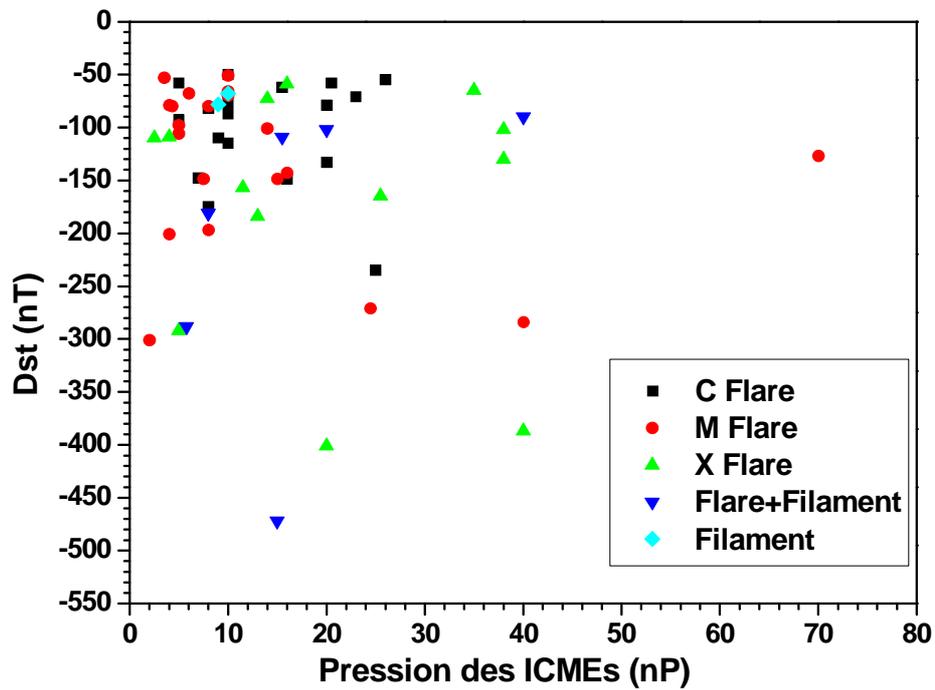


Figure 39 : A) La pression de l'ICME enregistrée entre 1997 et 2005. B) La pression et l'indice Dst

Donc nous pouvons trouver une succession d'éjection de masse coronale avec des vitesses différentes même si les satellites enregistrent un seul ICME [82, 83]. Nous remarquons aussi que certains ICMEs de faibles pressions produisent de fortes perturbations géomagnétiques. Cela est peut être dû au fait que ces ICMEs possèdent des composantes B_z du champ magnétique fortement négatives, et comme nous l'avons déjà expliqué dans le chapitre 2 l'indice Dst, est très sensible au produit $V \times B_z$. Il est aussi possible que la magnétosphère était perturbée par le vent solaire ambiant avant l'arrivée de l'ICME. D'après la figure 39 (B) certains ICMEs caractérisés par une forte valeur de la pression provoquent de perturbations géomagnétiques moyennes ($-150 \text{ nT} \leq \text{Dst} \leq -100 \text{ nT}$). Cette situation s'explique par le fait que la direction de l'éjection est un peu éloignée de l'axe Soleil-Terre, donc seule une faible partie de l'ICME atteint la Terre.

3.2.3- Corrélation entre l'indice Dst et B_z et entre l'indice Dst et le produit VB_z :

La composante B_z du champ magnétique interplanétaire de l'ICME est aussi un paramètre important pour l'étude des perturbations géomagnétiques. En effet, le champ magnétique de l'ICME est un bon indicateur du couplage entre l'énergie magnétique et l'énergie cinétique. Aussi ce champ permet de remonter à l'intensité du champ magnétique dans la région d'éruption associée au CME, en supposant une dépendance en r^{-2} , où r est la distance radiale entre le Soleil et la Terre [83]. La corrélation entre la composante B_z et l'indice Dst a fait l'objet de plusieurs travaux [84-86], mais le lien entre ces perturbations et l'activité solaire associée n'était pas examiné. De plus, dans la plupart des travaux, les données exploitées correspondent à la période entre 1996 et 2000 et couvrant donc la phase croissante du cycle 23. Dans notre cas nous avons sélectionné toutes les perturbations géomagnétiques entre 1996 et 2005 en considérant leurs activités de surface associées et leurs coordonnées géographiques.

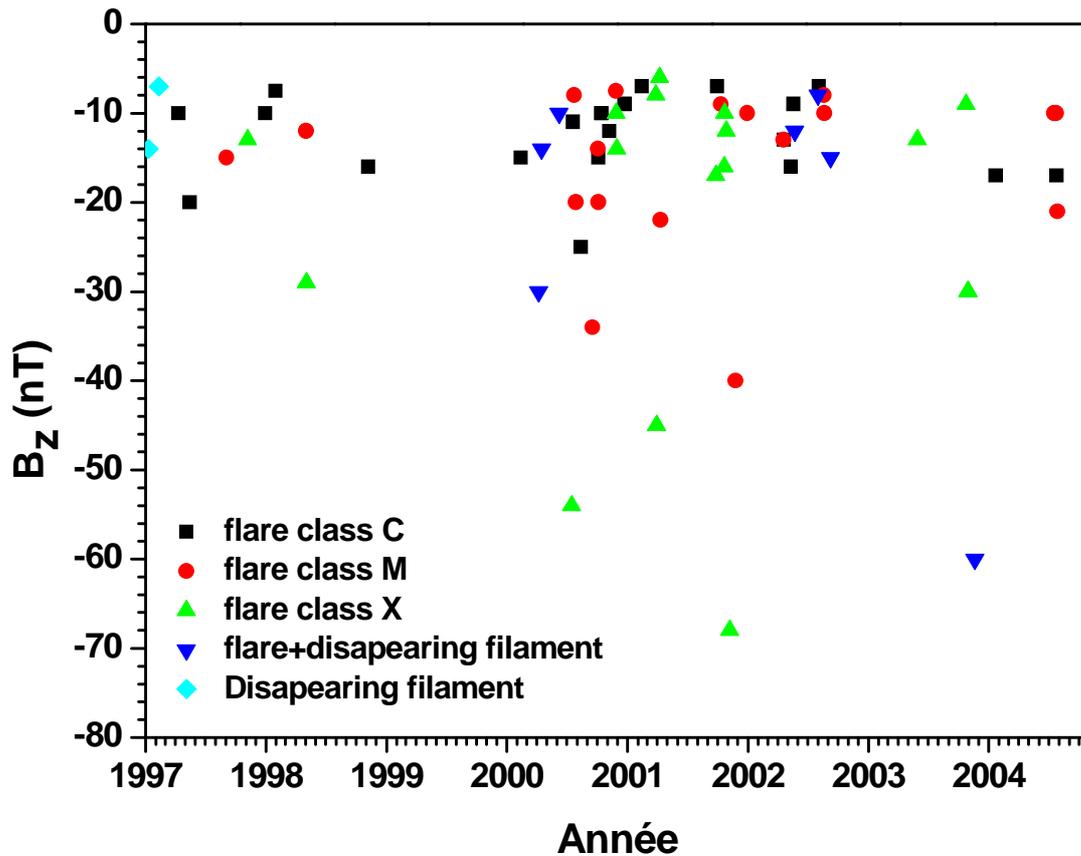


Figure 40 : Composante B_z du champ magnétique de l'ICME.

La figure 40 montre les valeurs de la composante B_z du champ magnétique de l'ICME, décomposées selon la classe de l'éruption solaire associée au CME. De la même manière que la pression et la vitesse de l'ICME, la valeur de B_z augmente de plus en plus en s'approchant du maximum du cycle de l'activité solaire et le nombre d'évènements ayant $B_z < -20$ nT est plus élevé autour du maximum. Ce que nous pouvons remarquer aussi est que les valeurs de B_z fortement négatives sont dues aux fortes éruptions solaires (Exp : classe X) ou bien à l'association entre une éruption solaire et un filament éruptif. Cela résulte du fait que l'éruption de classe X est due à une configuration complexe des taches solaires où les boucles magnétiques des taches sont à la fois tordues et cisailées [87]. Il est à noter, par exemple, que durant l'éruption de classe X17, qui avait lieu le 27 Octobre 2002, des émissions de rayons X durs ont été enregistrées [88]. L'enregistrement du rayonnement X entre 15 keV et 1 MeV montre que les processus d'émission sont à la

fois thermiques et non thermiques (Bremsstrahlung). L'émission thermique est généralement dominante au-dessous de 20 keV et a lieu lorsque la hauteur des boucles magnétiques atteint 15% du rayon solaire [88]. A grandes énergies, l'émission Bremsstrahlung générée par l'accélération non thermique des électrons durant l'éruption est observée. Durant cet événement, des émissions dans les domaines des énergies 3-7 keV et 10-30 keV ont été enregistrées. Cela montre que juste après le commencement de l'événement, des électrons énergétiques ont été injectés au-dessus du site de l'éruption. Après le maximum du spectre X durs, la source commençait à se déplacer vers le haut et dans la même direction que le CME [88]. Pour le cas d'une éruption associée avec la disparition d'un filament, même si l'éruption solaire est de classe faible, C, ou moyenne, M, la reconnexion entre ces deux manifestations dans le milieu interplanétaire produit un ICME de champ magnétique intense et donc cause de fortes perturbations géomagnétiques.

Avant de discuter la corrélation entre le paramètre B_z et l'indice géomagnétique Dst, nous allons, d'abord, présenter l'importance du lieu géographique de la région éruptive dans l'intensité de la perturbation. En effet, dans les travaux précédents [84-86], aucune importance n'a été accordée au lieu géographique de la région éruptive et seule l'intensité de la composante B_z de l'ICME était considérée. Dans la figure 41 est représentée l'intensité de la composante magnétique B_z , décomposée selon le lieu de l'activité solaire associée au CME. D'après cette figure, les éjections provenant de la partie Ouest du Soleil ont la composante B_z fortement négative comparée aux éjections provenant de la partie Est. En effet, le nombre d'évènements est de 33 pour la partie Ouest et 29 pour la partie Est du Soleil. L'intensité moyenne de la composante B_z est de -20.54 nT pour les évènements provenant de l'Ouest et de -14.74 nT pour les évènements de l'Est. Cette asymétrie a été déjà observée [88, 89], mais la seule explication donnée jusqu'à présent est qu'elle est peut être due à la reconnexion du champ magnétique spiral de l'hémisphère Ouest avec l'orbite de la Terre [89]. De plus, dans les travaux [88, 89], seuls les évènements ayant causé des chocs dans le milieu interplanétaire ont été considérés. Donc

l'explication de cette asymétrie reste non claire et nécessite plus d'observations et d'analyses.

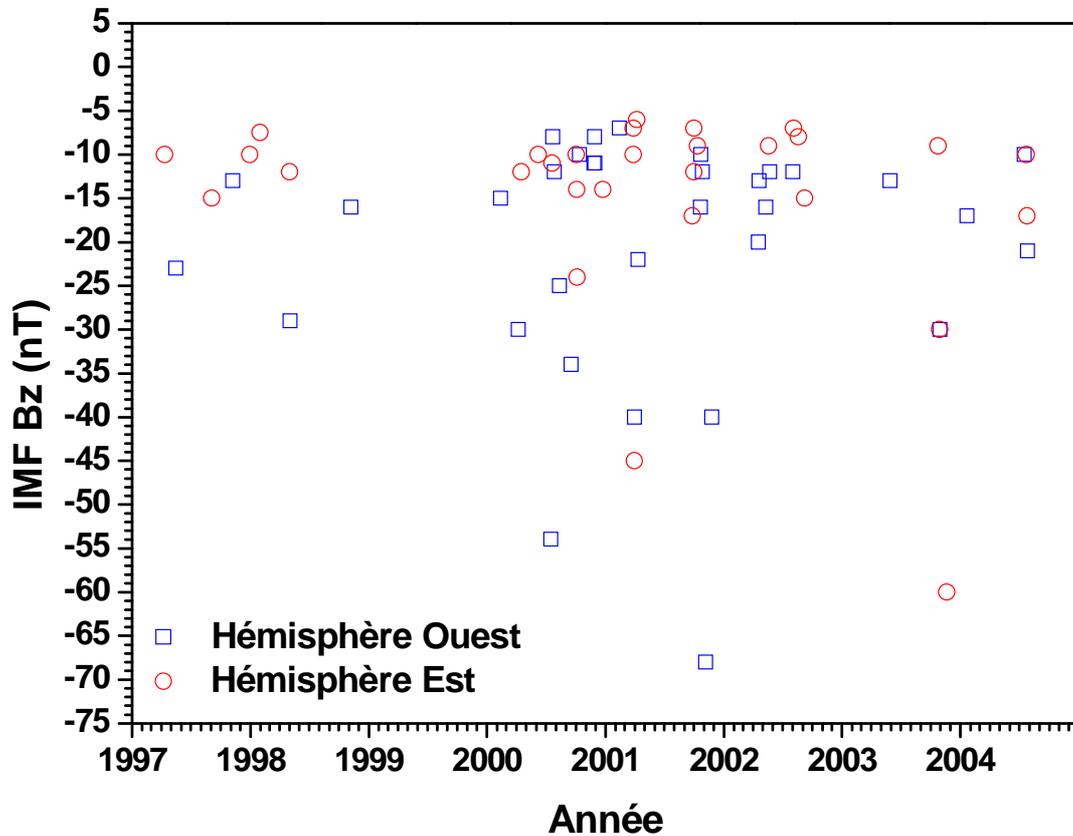


Figure 41 : Composante B_z de l'ICMEs ayant causé de fortes perturbations géomagnétiques.

A partir de l'analyse précédente, nous avons étudié la corrélation entre l'indice Dst et la composante B_z du champ magnétique interplanétaire selon la longitude de la région source du CME (Est ou Ouest). Dans les travaux précédents les auteurs utilisaient des fonctions linéaires pour décrire la dépendance de Dst en fonction de B_z [84-89]. Dans notre cas et d'après la figure 42 (A et B), pour des valeurs de $B_z < -20$ nT, la variation semble saturée. Donc une fonction en loi de puissance est alors utilisée pour décrire cette dépendance. Nous remarquons que la fonction linéaire ne décrit pas bien la dépendance Dst – B_z en particulier la partie correspondante aux fortes valeurs de Dst. Par contre l'utilisation d'une fonction en loi de puissance améliore cette dépendance.

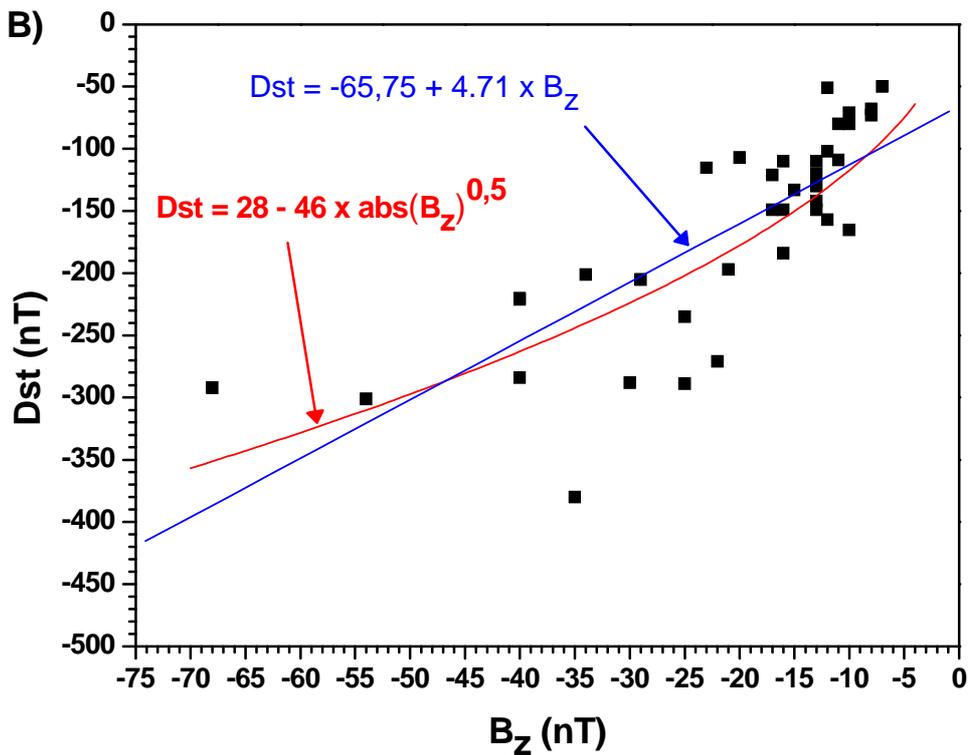
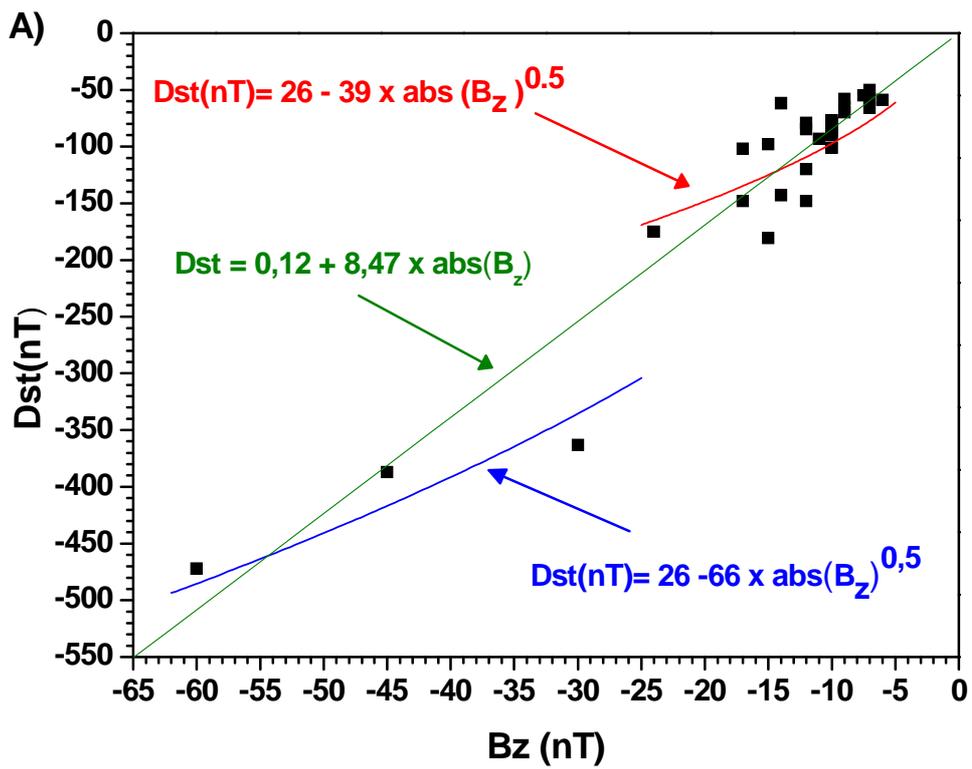


Figure 42 : Variation de Dst en fonction de B_z : A) événements provenant de l'hémisphère Est, B) évènements provenant de l'hémisphère Ouest.

Il a été prouvé qu'à l'arrivée du vent solaire au voisinage de la magnétosphère, des chocs (magnétiques et acoustiques) peuvent avoir lieu. Le flux du vent solaire est freiné et devient donc subsonique. Pour mieux élucider cette dépendance non linéaire, nous avons représenté dans la figure 43 (A et B), les valeurs de l'indice Dst en fonction des valeurs du champ électrique interplanétaire $E = V \times B_z$. Dans les deux graphes nous avons relié l'indice Dst avec le produit $V \times B_z$ par deux types de fonctions : linéaire et loi de puissance. L'ajustement par une fonction linéaire obtenue en utilisant toutes les données ne donne pas un bon ajustement. Cela est beaucoup plus accentué dans le cas des évènements provenant de l'Est. Par contre, l'ajustement par une fonction en loi de puissance améliore la dépendance entre le Dst et le produit $V \times B_z$ et illustre bien la saturation de l'indice Dst pour de grandes valeurs du produit $V \times B_z$.

Comme la magnétosphère forme un obstacle contre le flux de particules provenant du Soleil, et que ses dimensions sont gouvernées par l'équilibre de pression entre le vent solaire et la pression magnétique de la magnétosphère, le transfert de l'énergie depuis le vent solaire vers la magnétosphère ne peut se faire d'une façon continue, mais il dépend de la contre réaction de la magnétosphère. Donc ce que nous pouvons dire est que pour de faibles valeurs du produit $V \times B_z$ de faibles chocs auront lieu, et les particules pénètrent dans la magnétosphère par la reconnexion des lignes de champs magnétiques. Dans le cas où le produit $V \times B_z$ est élevé, le gradient de pression entre le vent solaire et la magnétosphère fait apparaître des chocs importants, de ce fait le flux du vent solaire est ralenti. Dans ce cas de figure, le transfert de particules peut se faire par reconnexion comme il peut être dû aux chocs. Effectivement, à cause des chocs, une zone turbulente appelée la magnétogaine se forme entre la magnétopause et le vent solaire où règne un champ magnétique variable en intensité et en direction. L'écoulement du vent solaire y est subsonique et chaotique.

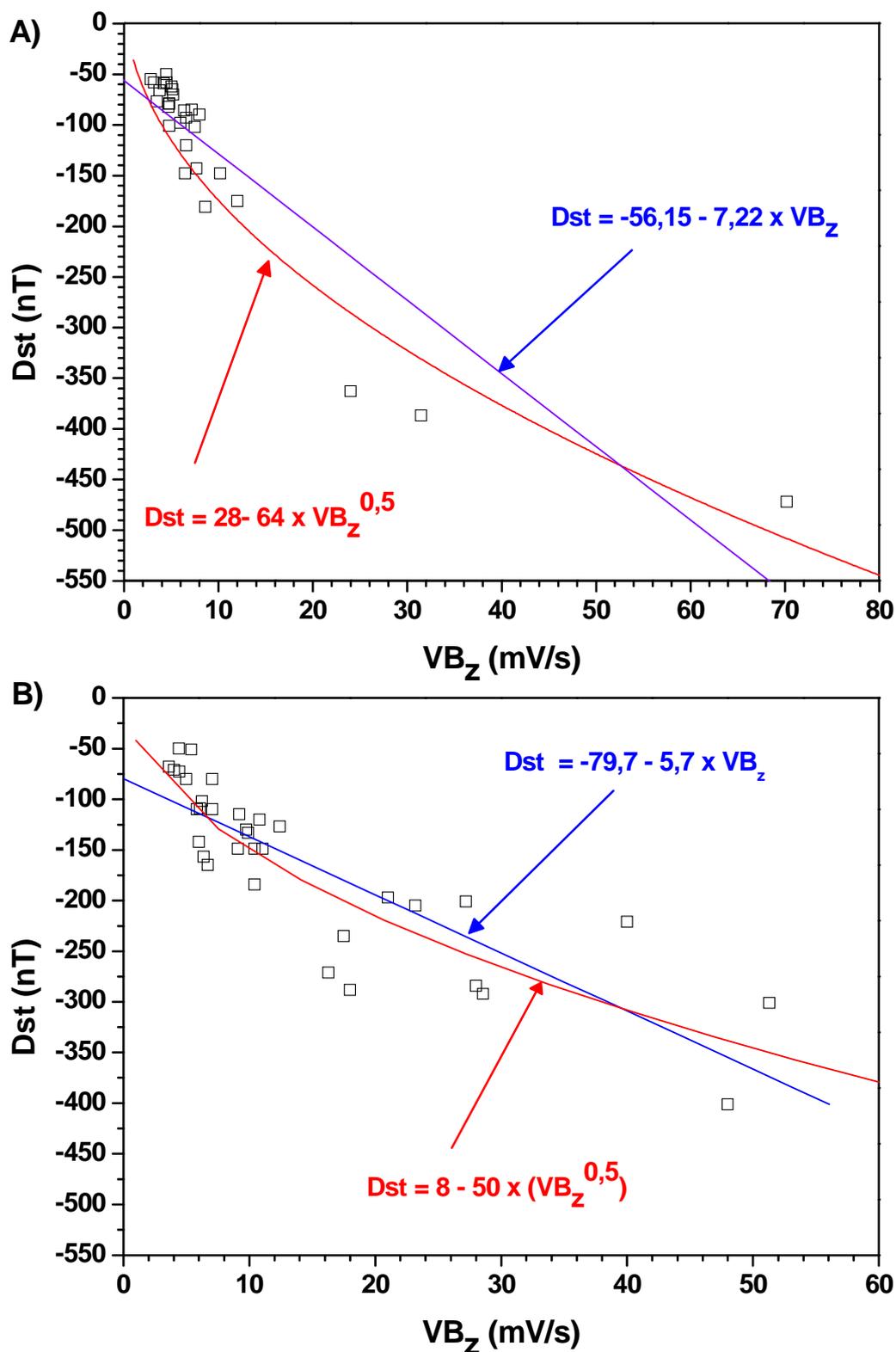


Figure 43 : L'indice Dst en fonction du champ électrique interplanétaire (ou VB_z) pour les évènements provenant de l'hémisphère Est (A) et Ouest (B).

Il a été prouvé, numériquement [88, 89] et à partir des données satellitaires [90], que les pressions dynamique et thermique jouent un rôle important dans la détermination de la taille de la magnétosphère et de l'intensité de l'indice Dst. Siscoe et al [90] ont montré que le terme de correction dû à la pression dans la formule de Dst n'est pas constant, mais dépend de l'intensité du précurseur ($b = b(E_y)$). Ils stipulent que b est élevé si E_y est faible, et tend vers 0 si E_y augmente. Ils montrent aussi que le système de courant dans le coté jour change durant une tempête géomagnétique : la compression produite par la pression dynamique du vent solaire n'augmente pas continuellement le courant annulaire (où de Chapman-Ferraro) dans la magnétopause, mais plutôt fait accroître le couplage entre le courant et l'ionosphère. De cette manière, la magnétosphère limite la compression générée par le champ magnétique interplanétaire et la vitesse du vent solaire. Donc et d'après ces résultats l'indice Dst n'est pas relié linéairement au produit $V \times B_z$ comme il a été proposé avant [83-85], [82] et [90, 91]. Il est donc impératif de prendre en considération la contribution de la pression dynamique et les propriétés du milieu interplanétaire avant la perturbation ainsi que la contre réaction de la magnétosphère.

Chapitre 4 : Perturbations de la couche 'D' de l'ionosphère dues aux éruptions

solaires :

4.1- Effet du lever et coucher du Soleil :

La hauteur de réflexion des ondes TBFs varie entre 80 km dans le jour et 90 km la nuit. Durant le lever du Soleil le rayonnement émis atteint l'ionosphère avant le sol, et après le coucher du Soleil le rayonnement continu à frapper l'ionosphère après même que le Soleil soit au-dessous de l'horizon. Cependant le temps qu'il faut pour que le rayonnement solaire ionise suffisamment l'ionosphère est variable. Il est donc intéressant d'étudier et de voir aussi les variations dans l'ionosphère dues à l'interface entre le jour et la nuit (Day\Night terminator) en utilisant les signaux TBF. L'interface Jour\Nuit est le trait qui sépare le jour de la nuit, figure 44. L'effet du déplacement de l'interface dépend des coordonnées géographiques des émetteurs et récepteurs TBFs. En effet si on observe le signal allant du Nord vers le Sud les données vont montrer des variations bien définies dues au lever et au coucher du Soleil, par contre dans le chemin Est-Ouest l'effet dure longtemps et ne montre pas des changements rapides (figure 45).

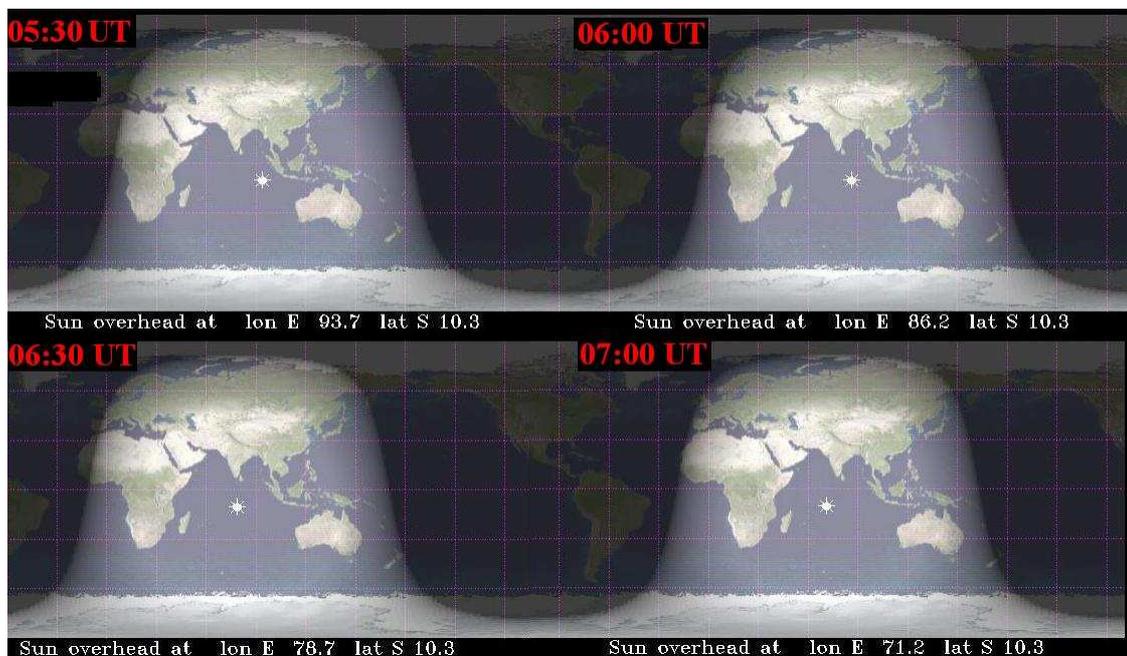


Figure 44 : Exemple de l'évolution de l'interface jour\nuit le 20/10/2010.

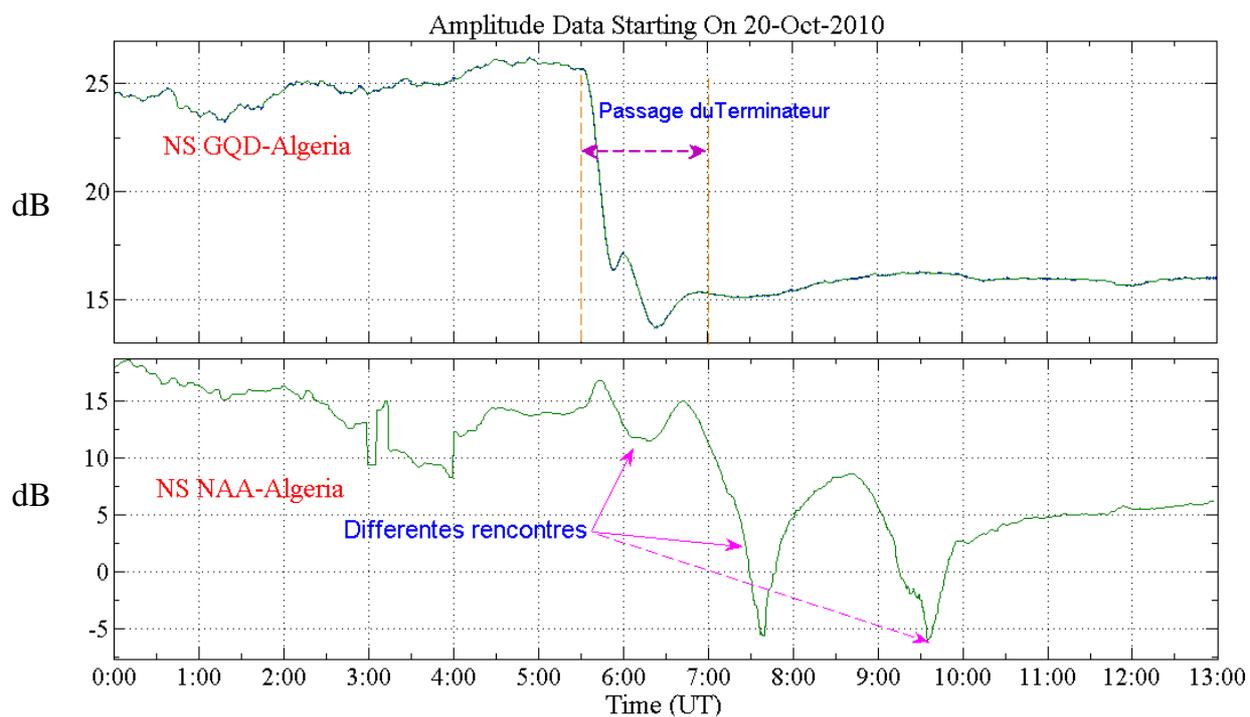
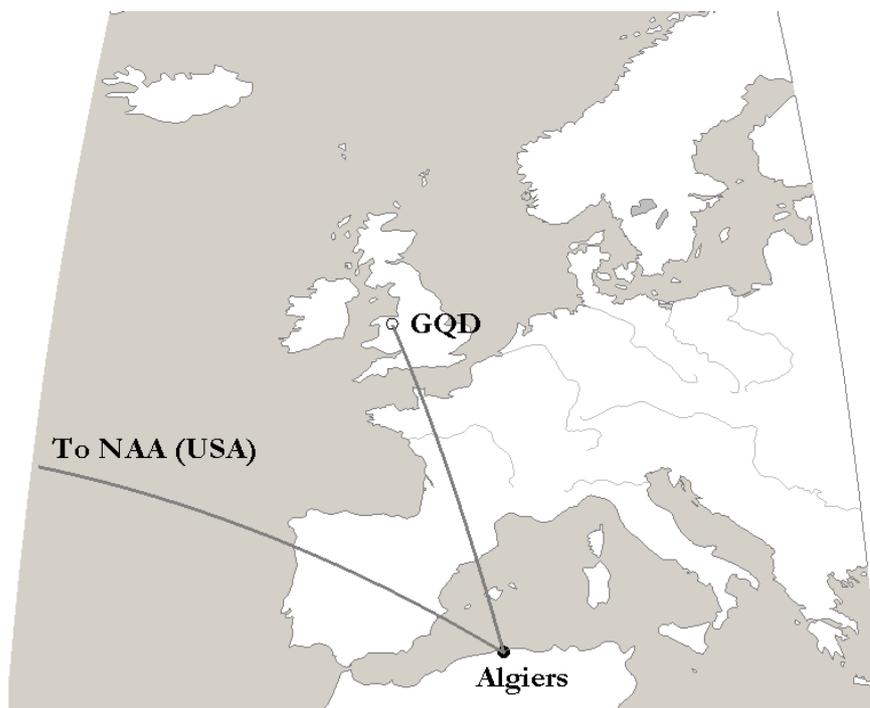


Figure 45 : Exemple de l'effet de l'interface Jour\Nuit sur deux chemins TBF différents

Les observations de changements diurnes et saisonniers du signal TBF ont de grandes importances dans la détection des séismes. En effet certaines études ont montré que des anomalies avaient été enregistrées au même temps que la transition Nuit-Jour dans le signal TBF quelques jours avant un fort séisme [92]. Ces anomalies ont été attribuées aux émissions électromagnétiques des roches près de l'épicentre [92]. Ce phénomène reste sujet de plusieurs études et recherches et n'a pas été clarifié jusqu'à présent. Donc il est intéressant de faire cette analyse en utilisant le réseau AWESOME des récepteurs TBF installés dans différentes régions en particulier ceux installés dans les deux parties de la méditerranée.

4.2- Effet des éruptions solaires :

Durant les conditions calmes du Soleil, les rayons X sont absorbés au-dessus de 90 km et une variation temporelle du flux des rayons X n'affecte pas la couche D. Mais, quand une éruption solaire se produit, d'importants rayonnements X entre 0.5 et 2 Å sont alors émis et pénètrent plus bas dans l'ionosphère et l'atmosphère. L'effet de ces rayonnements sur l'ionosphère se traduit par l'augmentation de la densité d'électrons. Cependant, la couche D devient suffisamment dense pour pouvoir réfléchir les ondes TBFs, et donc réduire la hauteur de réflexion (figure 46). L'amplitude du signal reçu augmente puisqu'elle ne perd pas de l'énergie en traversant la couche jusqu'à la nouvelle hauteur de réflexion. Les perturbations des signaux TBFs (amplitude et la phase) dues aux éruptions ont fait l'objet de plusieurs analyses et études afin de voir les variations des paramètres H' (Hauteur de réflexion) et β' (Facteur de forme en km^{-1}) durant le cycle de l'activité solaire [93-96]. En particulier, et dans une gamme d'énergie des X donnée, quel est le seuil minimum du flux capable de produire une réponse détectable de l'ionosphère ? Malgré que cette comparaison a été proposée dans la littérature il y'a longtemps par Kaufmann et al. [97] mais cela n'a pas été rapporté. C'est alors en 2000 que MacRae et al. [98] ont fait l'étude de la variation des paramètres β' et H' durant le cycle solaire. En 2005 Satori et al. [99] ont montré en utilisant les signaux ULF (Ultra Low Frequencies) que des changements sont observés dans le profil de la conductivité en fonction de la

hauteur le long du cycle d'activité solaire. Dans une étude récente Raulin et al. [100] ont analysé les anomalies soudaines dans la phase (ou Suddan Phase Anomalies SPA) du signal TBFs qui apparaissent durant une éruption solaire. Dans leur étude, les évènements étaient séparés selon la période du cycle solaire (calme ou active). Leur principal résultat est que la probabilité de détecter un évènement SPA causé par une éruption solaire de faible classe (C ou moins) est élevée durant le minimum du cycle d'activité que le maximum. Par contre les éruptions fortes ont des probabilités indépendantes du cycle solaire. Leurs résultats montrent aussi que la hauteur de réflexion H' est élevée durant le minimum du cycle.

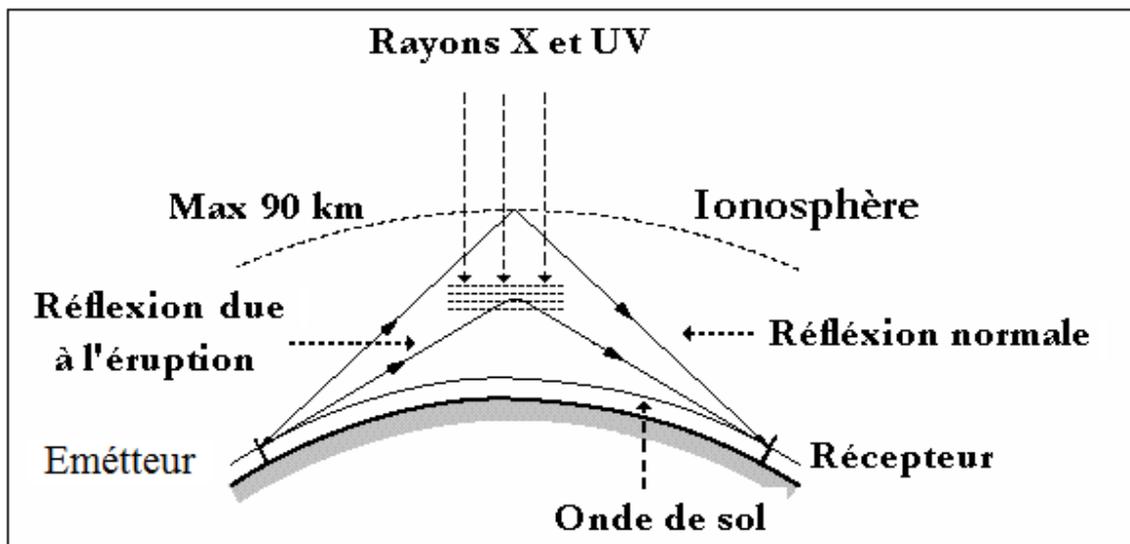


Figure 46 : Réduction de la hauteur de réflexion des ondes TBFs sous l'effet des éruptions solaires

Grubor et al [101], en utilisant les données du signal GQD enregistré à Belgrade, ont déterminé les variations des valeurs de H' et β' dues aux éruptions solaires entre 2004 et 2007. Leurs résultats montraient une claire dépendance entre les deux paramètres et l'intensité du rayonnement des éruptions. En effet, quand l'intensité du rayonnement augmente, β' augmente alors que la hauteur H' décroît, cela est attribué à l'ionisation supplémentaire dans la couche D à basses altitudes. La détermination des deux paramètres β' et H' menant à la détermination de la densité électronique n' est pas aussi simple, il est donc impératif de prendre en considération toutes les conditions du guide d'onde formé

par la Terre et l'ionosphère. Des codes comme le LWPC (Long-Wavelength Propagation Capability) ont été développés pour l'analyse des perturbations du signal TBF liées aux changements atmosphériques et à l'activité solaire. Un exemple de perturbations dues aux éruptions solaires de classes M et C est représenté dans la figure 47 (A). Les événements ont été enregistrés le 08 Février 2010. D'après cette figure, le signal de l'émetteur GQD montre une augmentation de l'amplitude du signal due à l'éruption de classe M4.0, alors que l'éruption de C2.8 était associée par une décroissance de l'amplitude du signal. Pour l'éruption C1.9 la perturbation est faible comparée au bruit et donc n'est pas considérée. Pour le signal de l'émetteur NRK, les perturbations ont été associées par des décroissances de l'amplitude du signal. Par contre dans les signaux des émetteurs NSC, ICV et NAA, les perturbations dues à l'éruption M4.0 commençaient par une décroissance du signal pour une courte durée suivie par une augmentation. Pour la perturbation due à l'éruption C2.8 enregistrée dans le signal NSC le même comportement était observé. Alors que pour l'éruption C1.9, les perturbations enregistrées présentaient des diminutions des signaux de NSC et ICV. Après 9h (UT) le signal ICV était éteint et donc la perturbation due à l'éruption C2.8 n'a pas été enregistrée. Pour le signal NAA la perturbation due à l'éruption C2.8 n'est pas clairement discernable et elle est peut être confondue avec d'autres types de perturbations (comme par exemple l'activité orageuse).

Afin de mieux élucider la différence entre les perturbations dues à l'éruption solaire enregistrées à Alger, nous avons représenté dans la figure 47 (B) les perturbations dues à l'éruption M4.0. Ce que nous pouvons tirer de cette figure et que non seulement les perturbations n'ont pas la même allure, mais aussi l'oscillation entre le maximum et le minimum de l'amplitude varie d'un signal à l'autre. Effectivement, le signal de l'émetteur NAA atteint son minimum avant, ensuite c'est le signal NSC et en fin le signal ICV. Pour le signal de l'émetteur NRK la perturbation se compose de deux pics un à 07:41:15 TU et le deuxième à 07:47:00 TU et qui coïncide avec la phase de recouvrement dans les autres signaux. La raison pour laquelle le signal NRK présente deux pics reste à étudier sur plusieurs événements.

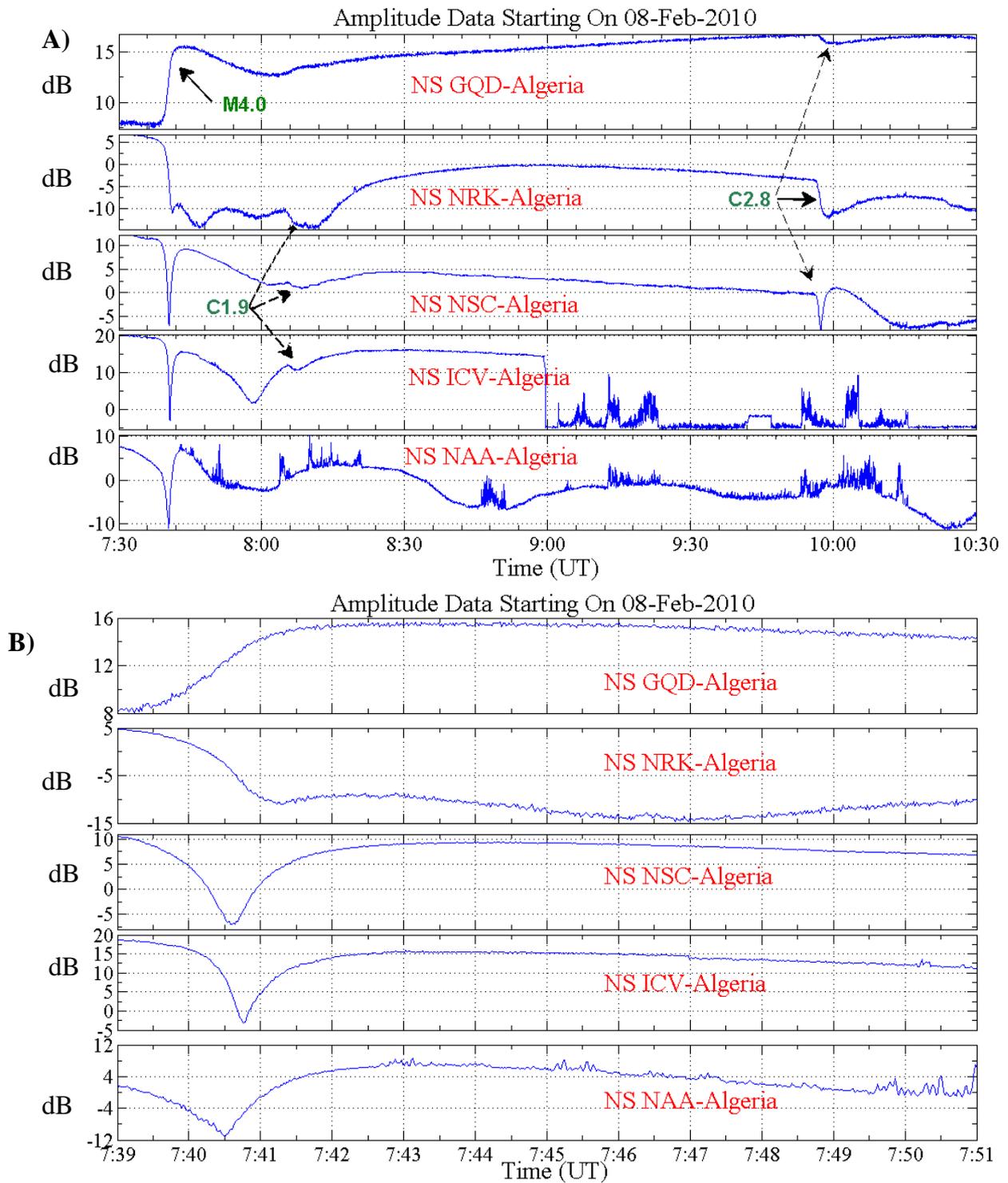


Figure 47 : A) Perturbations dues aux éruptions de classes M et C. B) Zoom de la perturbation M4.0

Le comportement oscillatoire de la perturbation du signal due à l'éruption a été aussi observé par Grubor et al [101] en utilisant le signal de l'émetteur GQD. Dans leur analyse

effectuée sur une série d'éruptions solaires, observées durant l'été et entre 2004 – 2007, montrait des perturbations croissantes, oscillantes et décroissantes. Les perturbations du signal purement décroissantes étaient, d'après leurs résultats, dues aux éruptions solaires de classe entre C1.5 et C2.3. Ils expliquaient ceci par le fait que le signal pénètre dans la couche D où se fait la redistribution de la densité électronique. Et quand la densité augmente encore, la hauteur de réflexion descend plus bas. En conséquence le mode minimum est formé près du récepteur et faisant accentuer la décroissance du signal. La forme oscillante de la perturbation entre le minimum (avant le maximum de la densité de puissance des X) et le maximum (après le maximum de la densité de puissance des X) a été expliquée comme suit : au début de l'éruption solaire, la densité électronique augmente mais elle met du temps pour se redistribuer et réfléchir l'onde TBF. Une fois la densité électronique devient suffisamment élevée et uniformément distribuée, la hauteur de réflexion est alors formée plus bas permettant la réflexion de l'onde TBF (réflexion type miroir) et donc l'amplitude du signal augmente. Cette situation ne concerne que les perturbations dues aux éruptions de classes supérieures à C3.

Dans notre cas, certaines éruptions solaires sont associées à la fois aux perturbations croissantes, décroissantes et oscillantes comme montré dans la figure 47 (B). Dans la figure 48 un autre exemple mais pour des éruptions de classes plus faibles C1.2 enregistrées le 13 Janvier 2010. D'après cette figure, il est alors possible avec notre récepteur d'enregistrer des perturbations dues aux faibles éruptions. En plus de cette qualité de sensibilité, les signaux des émetteurs NRK, NSC et ICV montraient des augmentations de l'amplitude alors que les signaux des émetteurs DHO et GQD présentaient des décroissances des signaux. Donc si nous expliquons cette différence par le fait que le signal pénètre dans la zone où se fait, après un certain temps, l'ionisation et la redistribution de la densité électronique, le signal de l'émetteur NSC devra présenter une décroissance de l'amplitude puisque sa fréquence de coupure est plus élevée par rapport à celle des émetteurs DHO ou GQD.

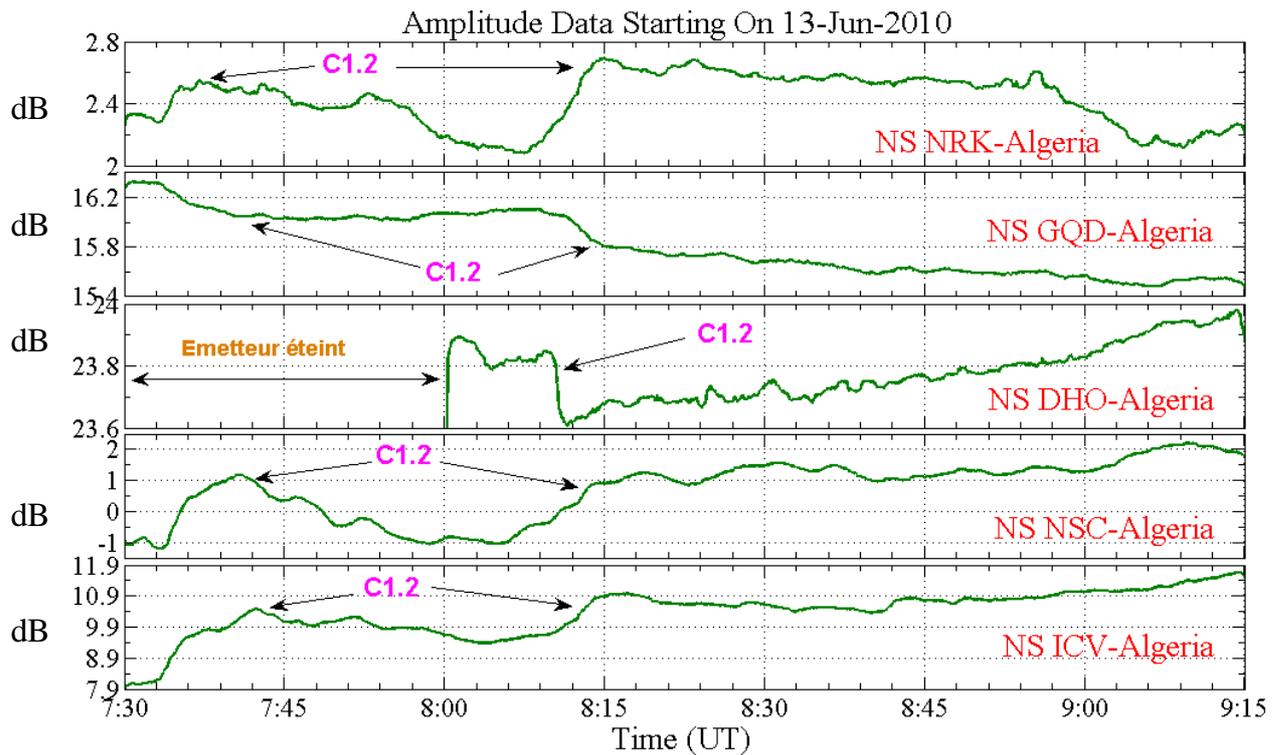


Figure 48 : Exemple de perturbations dues à une éruption de classe C1.2

Et si on attribue cette différence à la formation de la hauteur de réflexion, le signal NRK devra montrer une décroissance de l'amplitude puisque son chemin vers Alger est pratiquement le même que le GQD. Il est alors nécessaire de faire une étude élargie sur plusieurs événements, et faire aussi la comparaison entre les différentes stations TBFs (VLF) pour mieux comprendre et déterminer le mécanisme responsable du comportement des signaux TBFs vis-à-vis des éruptions solaires. Un exemple d'une observation réseau d'une éruption solaire est montré dans la figure 49. L'éruption est de classe M4.0 déjà discutée avant. D'après cette figure, la perturbation enregistrée dans le signal de l'émetteur GQD avait la même forme indépendamment du lieu où se trouve le récepteur. Par contre dans le signal de NSC, la perturbation présentait des oscillations entre le minimum et le maximum observées dans les trois récepteurs. En comparant les trois enregistrements, le temps que met le signal pour atteindre le minimum diffère d'un lieu à un autre. En effet, c'est le signal reçu en Tunisie qui atteint le premier son minimum suivi par le récepteur en Crète (en Grèce) et enfin le récepteur d'Alger.

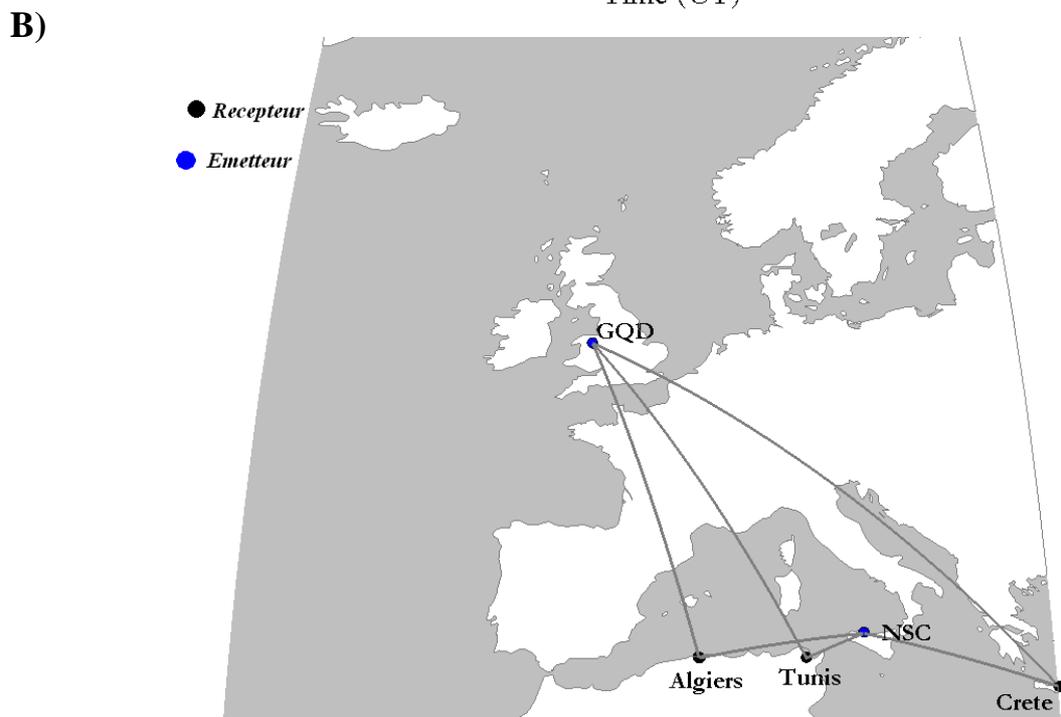
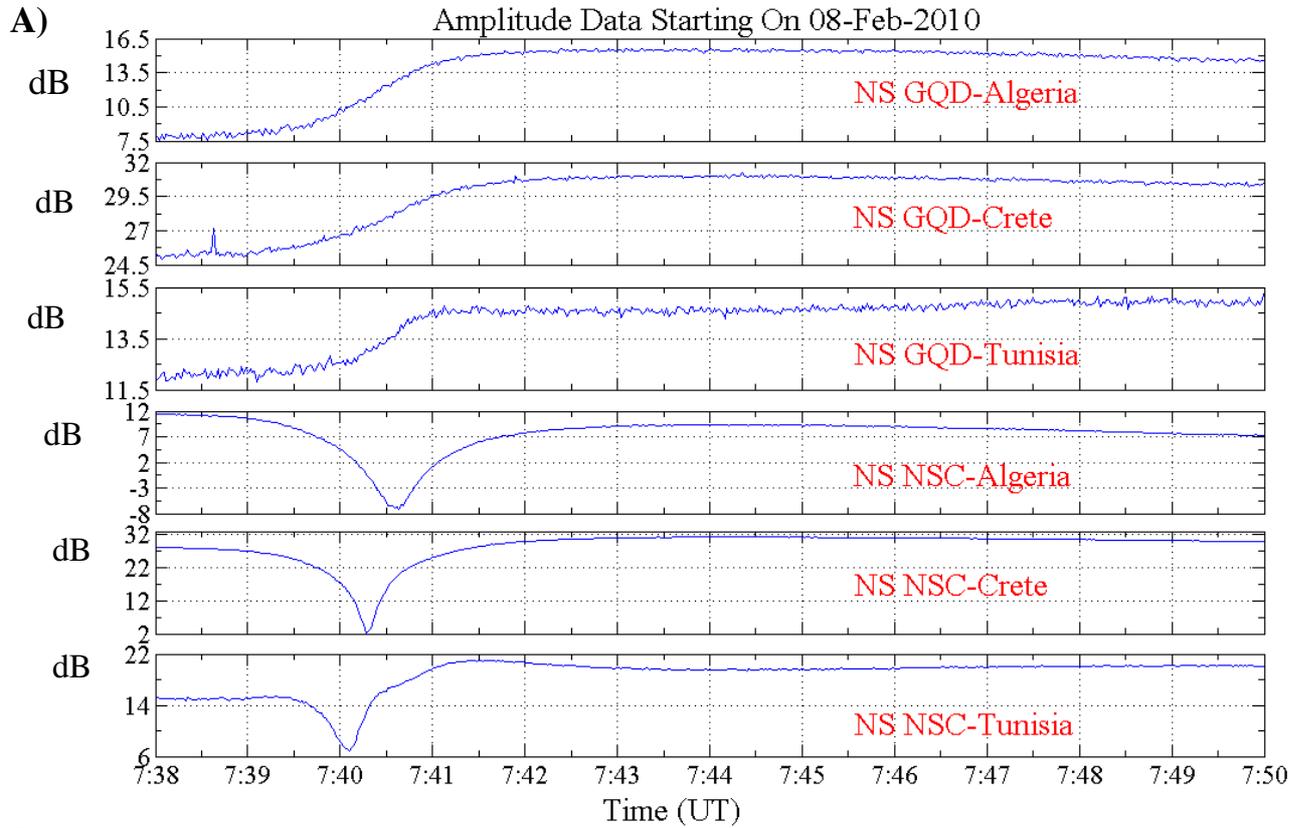


Figure 49 : **A)** Comparaison entre les perturbations des signaux enregistrés dans trois différents récepteurs et dues à l'éruption de classe M4.0. **B)** Sites des Récepteurs.

Ce que nous pouvons conclure depuis la figure 49 est qu'au début de l'éruption le mode minimum s'est formé près de l'émetteur et que la différence en temps d'arrivée est due à la distance émetteur-récepteur. Cela ne veut pas dire que la réorganisation de la densité électronique n'a pas d'effet, mais il est intéressant de faire une analyse élargie sur plusieurs évènements et la comparaison entre les différentes stations pour mieux comprendre ce phénomène. Ces analyses feront l'objet de futurs travaux et thèses.

Un autre phénomène intéressant qui nécessite plus d'analyse est la variation saisonnière de la conductivité ionosphérique. Effectivement, l'ionosphère ne se comporte pas de la même manière d'une saison à une autre et ça est dû à la variation de sa conductivité électrique (ou densité électronique). Comme le comportement de l'ionosphère varie durant l'année, le couplage entre la magnétosphère et l'ionosphère change d'une saison à une autre. Il est donc intéressant de voir comment répond l'ionosphère à l'activité solaire localement (en utilisant un seul récepteur) et globalement (en comparant les données de chaque site). Un exemple d'un comportement variable est représenté dans la figure 50 (A et B). Les perturbations enregistrées sont dues à la même classe d'éruption solaire, C2.3, mais enregistrées le 19 Janvier 2010 et le 05 Mai 2010. D'après cette figure, les perturbations enregistrées le 19 Janvier avaient des temps de recouvrement, ou bien durées de perturbations, faibles par rapport à celles enregistrées le 05 Mai. Cela étant peut être dû au fait qu'au mois de Mai on a plus d'électrons que le mois de Janvier.

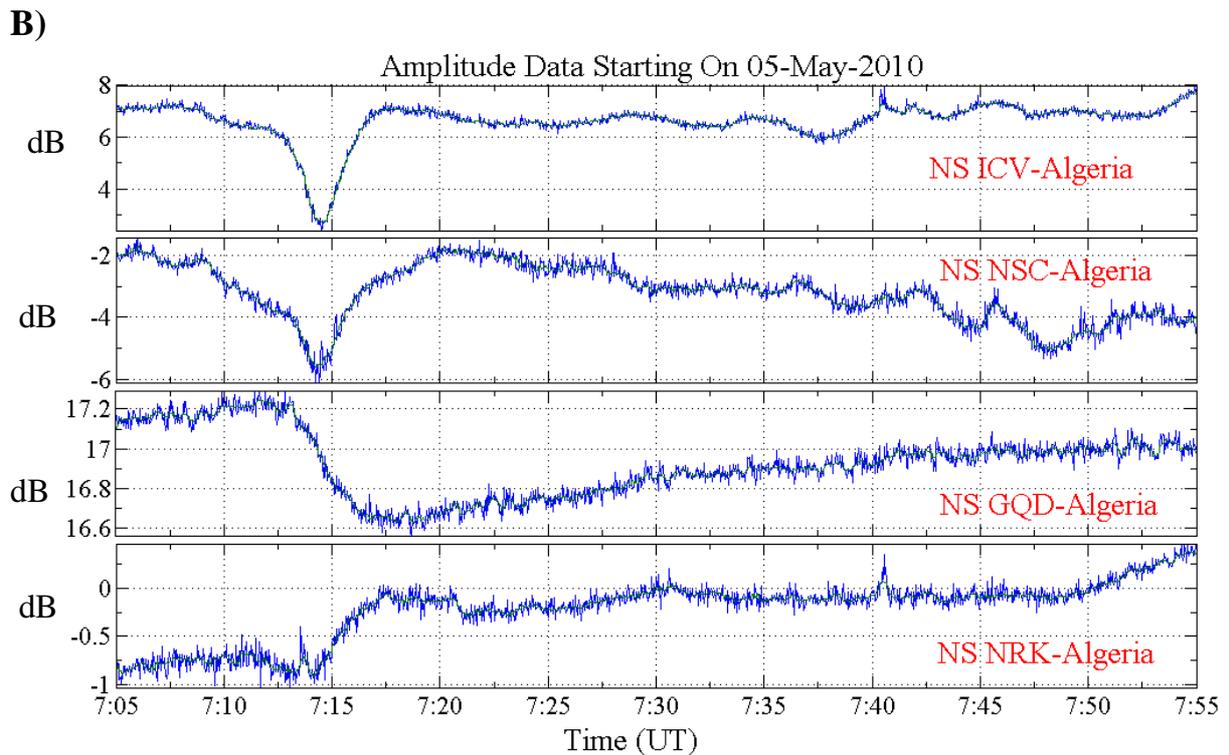
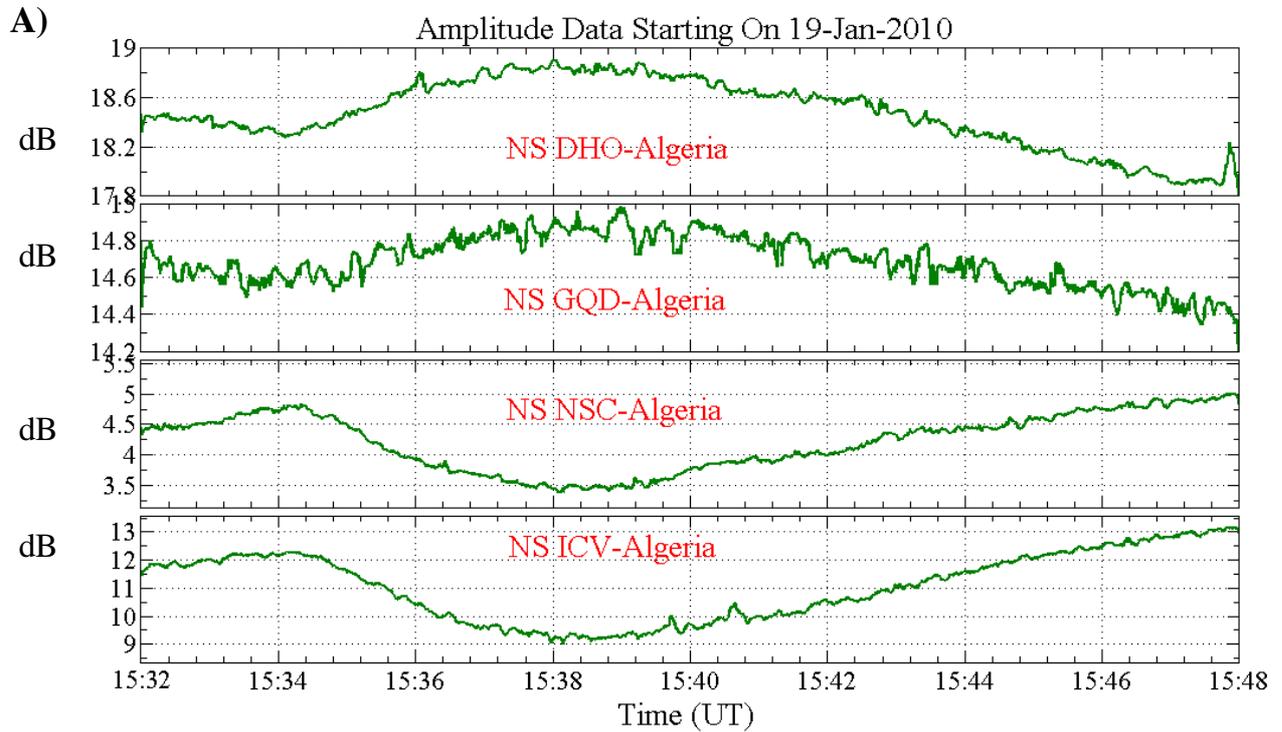


Figure 50 : Comparaison entre les perturbations des signaux TBFs dues à l'éruption de classe C2.3 et enregistrées en : A) Janvier et B) Mai

L'amplitude de la perturbation en fonction de la puissance du rayonnement X est alors représentée dans la figure 51. D'après cette figure, l'amplitude augmente avec l'augmentation de la densité de puissance du rayonnement, signe d'ionisation importante dans le cas de fortes éruptions solaires. Il est intéressant aussi de mieux traiter les signaux TBFs afin de déterminer la densité de puissance minimale pouvant causer des perturbations mesurables. Sans aucun traitement du signal, nous avons pu observer des perturbations dues aux éruptions de classe C1.2 ($1.2 \cdot 10^{-6} \text{ W/m}^2$) avec des amplitudes largement supérieures au bruit de fond. Donc la possibilité de détecter des perturbations dues aux classes B par exemple est faisable après un traitement adéquat du signal.

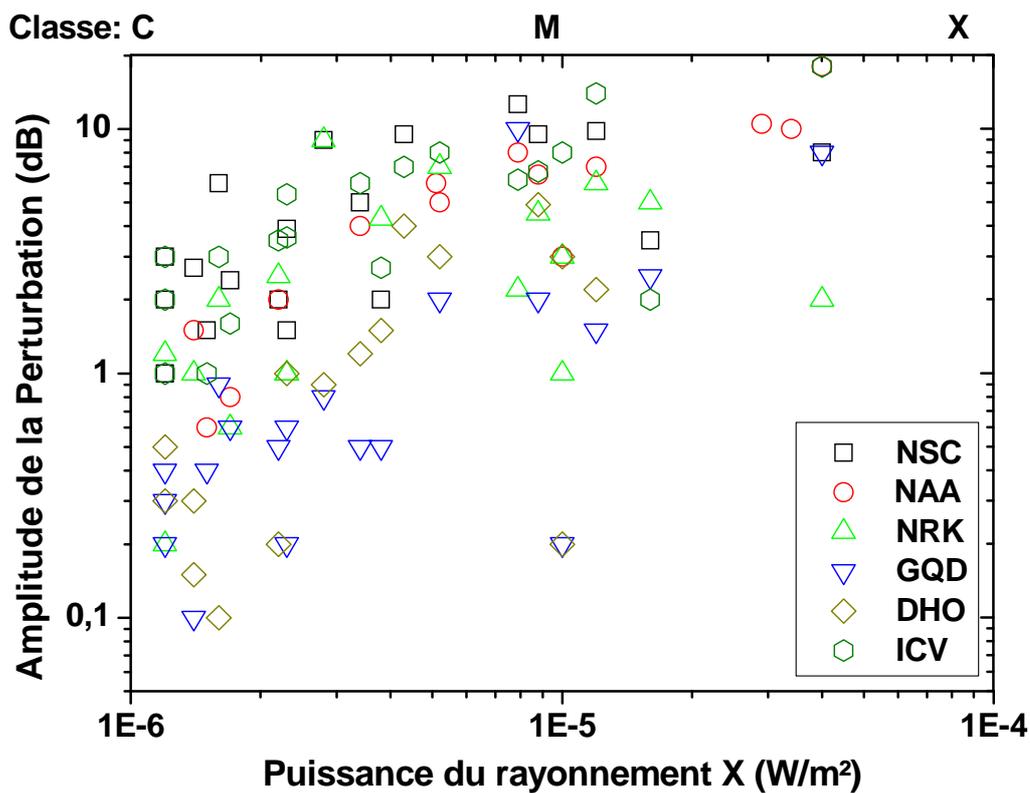


Figure 51 : Amplitudes des perturbations en fonction de la densité de puissance du rayonnement X.

4.3- Perturbations de la phase dues aux éruptions solaires :

La perturbation de la phase due à l'éruption solaire est aussi mesurable. Le seul problème est que certains signaux ont des phases codées et donc ne sont pas accessibles. Un exemple de phases de deux différents signaux, un accessible et l'autre non, est représenté dans la figure 52. D'après cette figure et malgré que c'est le même traitement du signal qui a été fait, seul le signal de l'émetteur NSC qui présentait une perturbation de la phase entre -50° et 200° due à l'éruption M4.0 enregistrée le 08 février 2010. Dans la figure 53 un autre exemple de perturbation de la phase mais cette fois si en plus du signal NSC, le traitement de la phase a pu montrer des perturbations dans les signaux des émetteurs ICV et DHO dues à l'éruption C3.8 enregistrée le même jour entre 15:48 et 16:08 TU. Le comportement de la phase du signal est lié à l'émetteur.

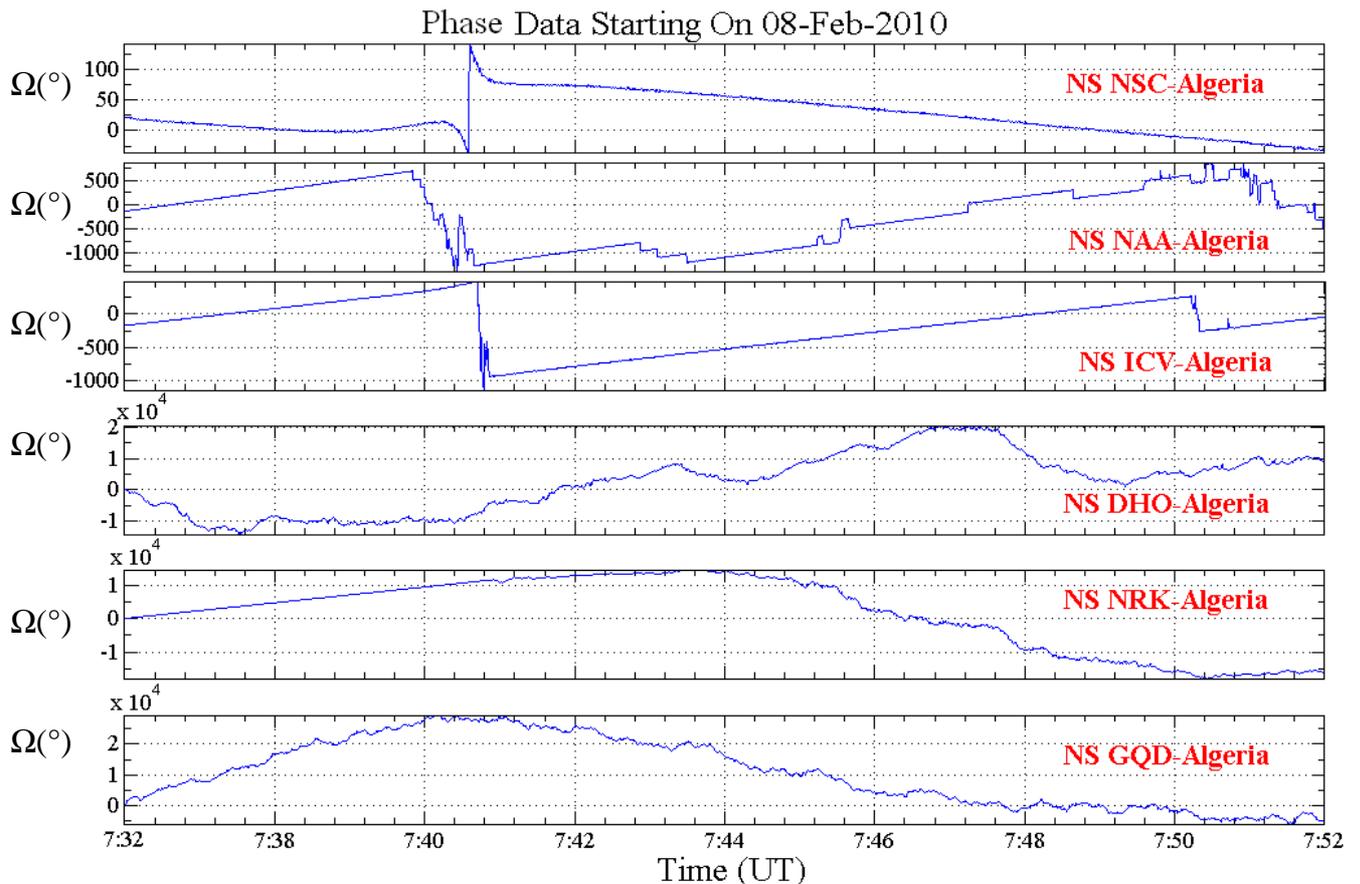


Figure 52 : Perturbation de la phase due à une éruption solaire de classe M4.0

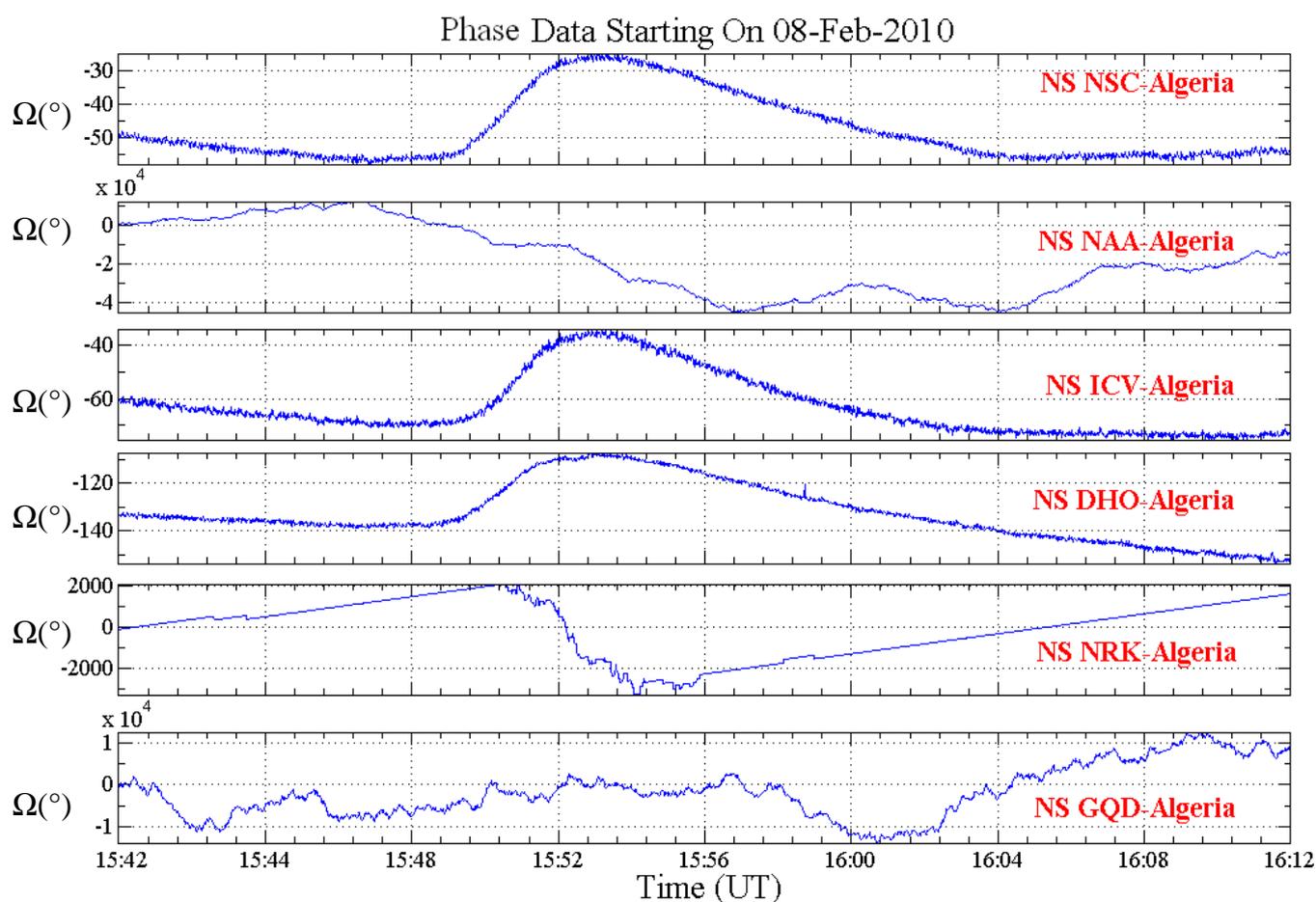


Figure 53 : Perturbation de la phase due à une éruption solaire de classe C3.8

La réponse de la phase du signal à l'éruption solaire a été aussi étudiée pour déterminer la densité électronique, la hauteur H' et le paramètre β' [97-101]. Dans l'étude faite par Grubor et al [101] toutes les perturbations enregistrées présentaient des décroissances dans la phase du signal GQD. Ils attribuaient ceci à la structure modale du signal GQD et la redistribution de la densité électronique dans la couche D durant l'éruption.

Chapitre 5 : Perturbations du signal TBF dues aux évènements lumineux transitoires (TLE).

5.1-Introduction :

Le récepteur de très basses fréquences est un outil très utile pour l'étude des perturbations de la basse couche de l'ionosphère. Le signal provenant d'un émetteur de transmission navale est très sensible aux évènements lumineux transitoires (TLE) qui se produisent dans la couche D durant la nuit. Les perturbations sont, en général, des changements dans l'amplitude et/ou la phase du signal passant près du TLE, suivi par un recouvrement à l'état ambiant dans une échelle de temps entre 10 et 100 s [102]. Dans cette partie de la thèse, nous allons nous limiter à une catégorie particulière de perturbations de la couche D, les évènements early, qui sont générés par les foudres et peuvent perturber l'amplitude du signal TBF de 0.2 à 6 dB. Le terme early se réfère au fait que la perturbation se produit en coïncidence (au voisinage de 20 ms) avec la foudre [103], qui la fait distinguer de l'autre type de perturbation qui est la précipitation des électrons induite par la foudre (ou : Lightning induced Electrons Precipitations, LEP) [104]. Parmi les évènements early, les types early\Fast sont caractérisés par un temps de montée rapide (≤ 100 ms), alors que les types early\Slow ont des temps de montée entre 100-1000 ms. Les perturbations early ont de faibles temps de recouvrement (entre 10 et 100s).

Contrairement aux perturbations early, les évènements LEPs sont un effet indirect de la foudre sur l'ionosphère. Effectivement, le rayonnement de la foudre se propage sous forme d'onde Whistler jusqu'à la ceinture de Van Allen et interagit avec les électrons piégés via la résonance de cyclotron. L'onde peut ainsi rediriger le moment des électrons, réduisant leur angle conique de sorte qu'ils précipitent dans l'ionosphère causant une ionisation secondaire. Ce sont ces électrons secondaires qui sont responsables de la perturbation du signal TBF. En général, la région où les électrons précipitent se trouve dirigée vers les pôles depuis le lieu de l'éclair parent [105] et, donc, dans un autre lieu que les évènements early.

Dans ce qui suit, nous allons discuter l'association entre les TLEs et les perturbations du signal TBF durant les campagnes d'observations de l'EuroSprite. En effet, cette association reste incertaine. Haldoupis et al. [106], en utilisant un récepteur TBF installé à Crète (en Grèce), ont trouvé une association un-à-un (one-to-one) entre les sprites et les perturbations early durant la campagne d'EuroSprite-2003. Il faut noter que durant la campagne d'EuroSprite-2003, l'activité orageuse et les TLEs étaient localisées très proches (< 200 km) de l'émetteur HWU (en France). Mika et al. [107], ont analysé toutes les perturbations des signaux TBFs observées durant cette campagne (en 2003) où ils soutenaient les conclusions de Haldoupis et al. [106]. Dans une autre étude, Marshall et al [108] ont examiné les données enregistrées à l'ouest des Etats Unis durant différentes campagnes d'observations des TLEs (entre 1995 et 2000). Ils trouvaient que 48% des sprites étaient en association avec des perturbations des signaux TBFs. Ils attribuaient cette différence à la distance relative des lieux où les TLEs étaient produits et les chemins TBFs (i.e., près du récepteur ou près de l'émetteur), signifiant que certaines perturbations ne sont pas détectables à grandes distances par rapport aux TLEs.

Rodger et al. [109] statuaient qu'une série successive de foudres peut augmenter localement la densité électronique dans la basse ionosphère, et donc peut être à l'origine d'une perturbation mesurable. Par modélisation numérique, Marshall et al. [104] ont montré qu'une perturbation du signal TBF due à la dissociation des molécules par le pulse électromagnétique (EMP) des foudres peut avoir lieu. Dans une analyse récente de Haldoupis et al. [111], ils montraient que certains chemins TBFs sont en association un-à-un avec les TLEs et d'un pourcentage égal à 93%, alors que d'autres présentaient de faibles pourcentages. Il faut noter que dans les analyses des signaux enregistrés en Crète par Haldoupis et al. [96, 111], les perturbations avaient des amplitudes entre 0.2 et 1.2 dB. Dans notre étude nous allons présenter des résultats obtenus selon trois géométries :

- 1- Quant les TLEs sont près du récepteur
- 2- Quand les TLEs sont près de l'émetteur
- 3- Quand les TLEs sont loin à la fois de l'émetteur et du récepteur.

5.2- Les évènements d'Octobre 2007.

Durant la nuit de 12 à 13 Octobre 2007, 16 sprites et un elve ont été captés par la caméra de Pic du Midi en observant une cellule orageuse dans le nord-est d'Alger (~ 200 km au nord-est). Seuls les signaux des émetteurs NSC et DHO présentaient des perturbations considérables. La perturbation ne peut pas être considérée si son amplitude est inférieure à 0.2 dB. Toutes les perturbations enregistrées par le récepteur d'Alger avaient des amplitudes supérieures à 0.2 dB. La figure 54 montre l'amplitude des perturbations, enregistrées dans les signaux des émetteurs NSC, GQD, NRK et DHO en haute résolution (50 Hz), en association avec un sprite qui s'est produit au-dessus d'Alger. La localisation du TLE est donnée approximativement par la position de l'éclair parent donnée par le réseau de détection de foudres Météorage. L'éclair parent est celui qui s'est produit aux alentours de 200 ms avant le TLE [112].

Les perturbations enregistrées dans les signaux TBFs, identifiées comme étant early, coïncident bien avec les temps des TLEs. Comme montré dans la figure 54, une perturbation type early\slow est enregistrée dans le signal de l'émetteur NSC avec une durée d'apparition de 200 ms, temps que met la perturbation pour atteindre 90% de son maximum, et une amplitude de 1.5 dB. Dans le cas des signaux des émetteurs DHO et NRK les perturbations sont de type LEP d'amplitude de 3 et 0.5 dB respectivement. L'absence d'une perturbation dans le cas du signal de l'émetteur GQD est peut être due à la composition modale du signal de différents signes (+ et -). Dans la figure 55 un autre exemple de perturbations early en association avec un elve capté le 13 Octobre 2007 à 00:32:39 TU. Les durées d'apparition étaient de 120 ms pour l'émetteur NSC et 180 ms pour l'émetteur DHO, alors que pour les amplitudes, elles étaient de 3 dB et 1 dB respectivement. L'existence de la perturbation dans le signal de l'émetteur DHO peut être attribuée à la réflexion du signal par l'elve, qui était, probablement, suffisamment large pour couvrir la région du récepteur.

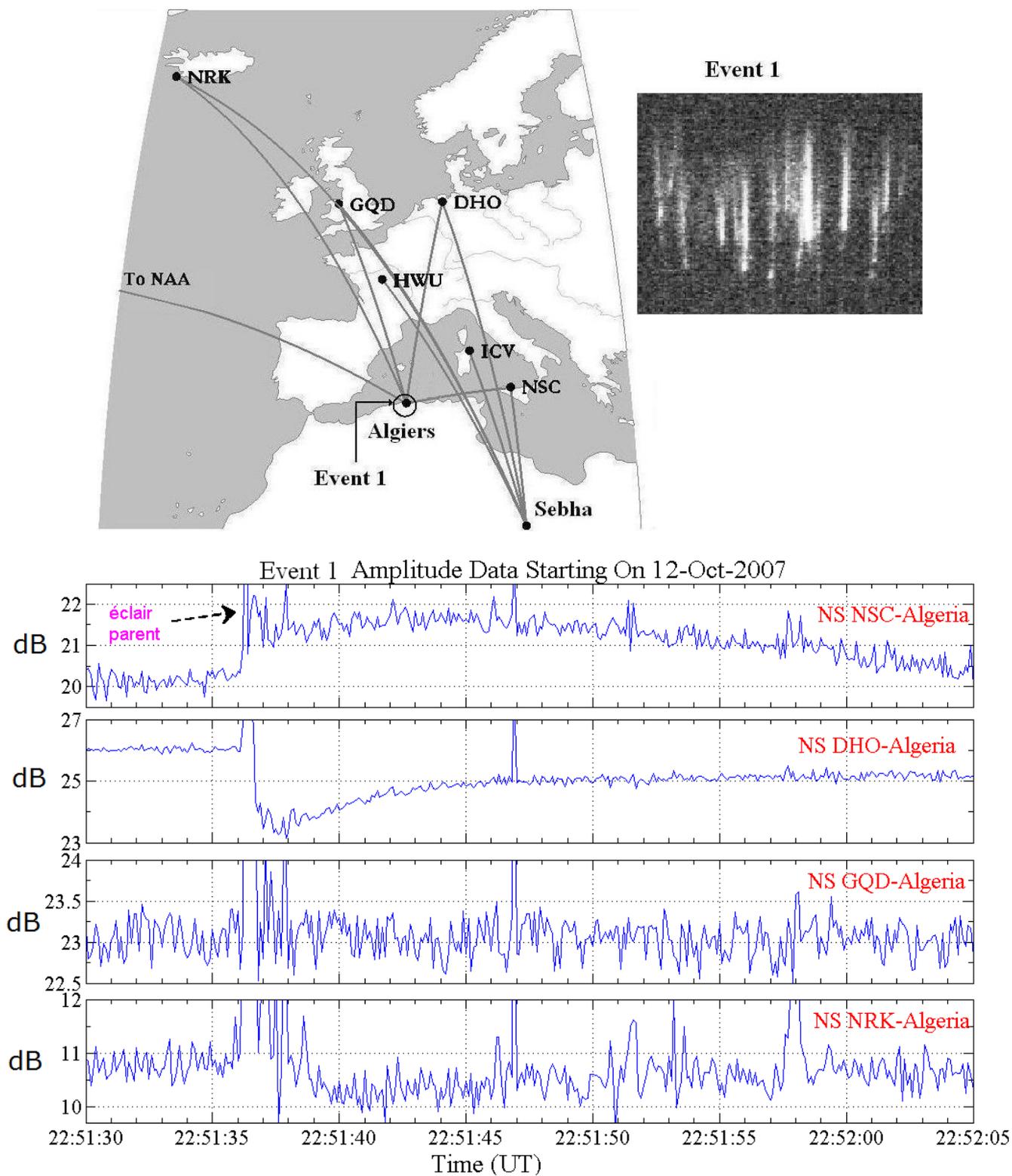
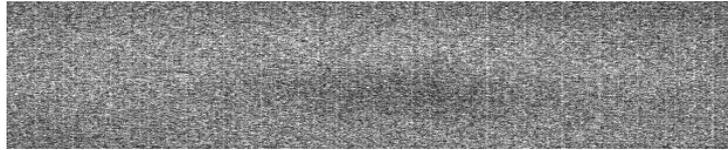


Figure 54 : Exemple de perturbations des signaux TBFs, de type early\slow et LEP, en association avec le sprite.



Event 2

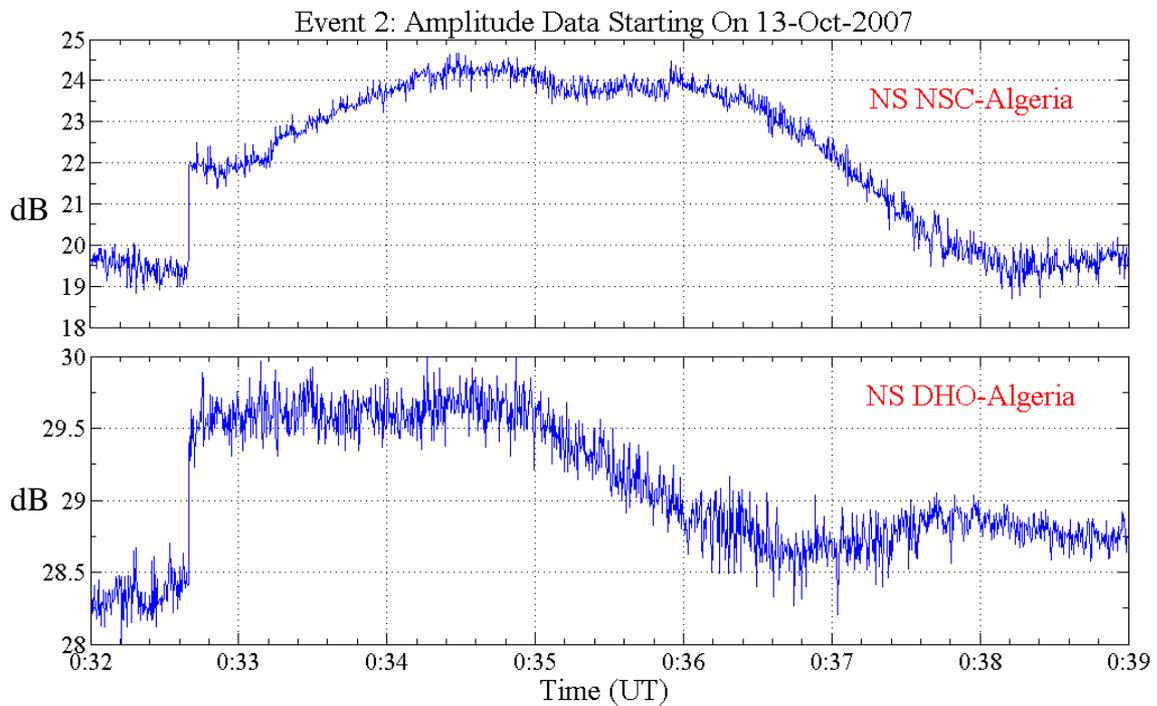
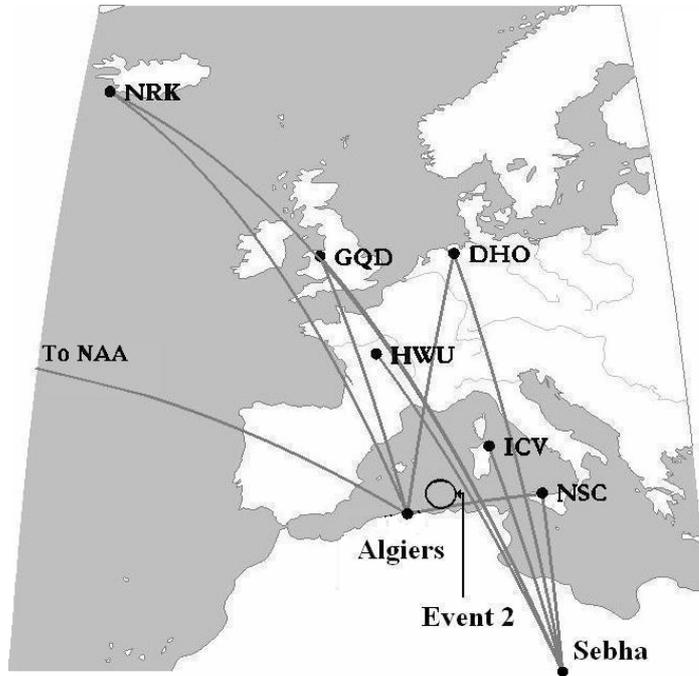


Figure 55 : Perturbations des signaux TBFs en association avec l'elve (Event 2).

Durant la nuit du 17-18 Octobre 2007, l'activité était à environ 400 km dans le nord d'Alger. Dans la figure 56 sont présentées les perturbations des signaux dues à un sprite capturé par la caméra de Pic du Midi à 20:59:32 TU. Les perturbations sont de type early\slow de durées d'apparition de 300 ms pour le DHO et 600 ms pour le NSC. Pour les autres émetteurs seulement la trace de la foudre a été enregistrée. En plus, le signal de l'émetteur DHO traversait exactement la région où l'évènement s'est produit. Donc la perturbation est due à une réflexion directe de l'onde électromagnétique par le sprite. Par contre, le chemin du signal NSC passait loin de l'évènement et la perturbation résulte donc d'une réflexion indirecte.

5.3- Les évènements du Décembre 2007 :

Durant la nuit de 17-18 Décembre 2007, 18 sprites et 10 elves ont été capturés par la caméra installée au CRA, Centre de Recherche Atmosphérique en France, durant le développement d'une tempête située à 500 km au nord-ouest du récepteur. Le lieu géographique de l'activité orageuse était bien localisé pour une analyse multi-chemin des signaux. Dans la figure 57 sont représentées les amplitudes des signaux des émetteurs NRK, DHO, GQD et NAA, montrant des perturbations de type early en association avec un sprite capturé le 17 Décembre à 23:09:43 TU. Les temps d'apparition sont de 40, 60 et 220 ms pour le NRK, DHO et NAA, respectivement. D'après ces temps, les perturbations enregistrées dans le NRK et DHO sont de type early\fast, alors que pour le NAA elle est de type early\slow qui peut être attribuée à la distance entre le sprite et le chemin du signal. Dans le cas du signal GQD, le temps entre l'éclair parent et le début de la perturbation est de 100 ms, et le temps que met la perturbation pour atteindre sa valeur maximale (le minimum en amplitude) est de 150 ms. Cela signifie que la perturbation enregistrée dans le signal GQD est de type early et pas LEP, mais la raison pour laquelle le signal présente une décroissance est peut être due à la composition modale comme il a été expliqué dans le chapitre précédent.

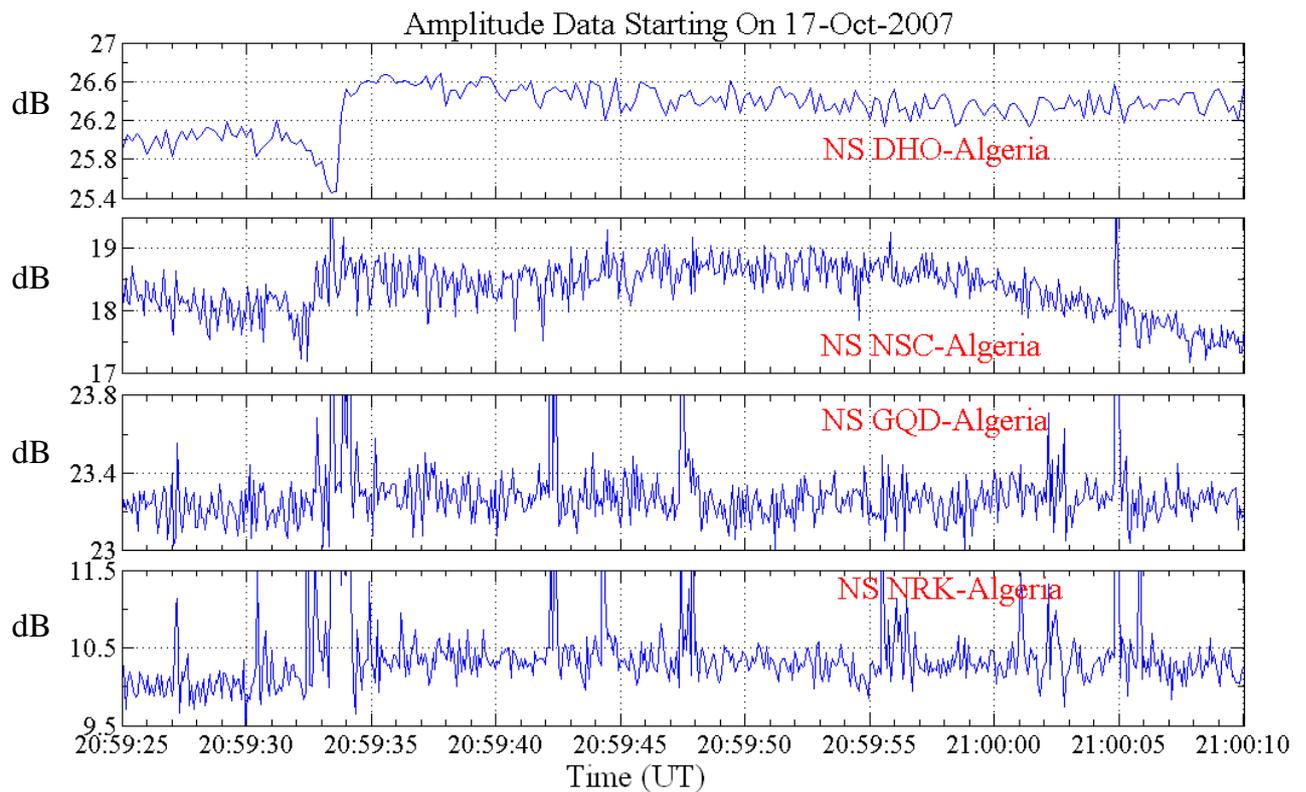
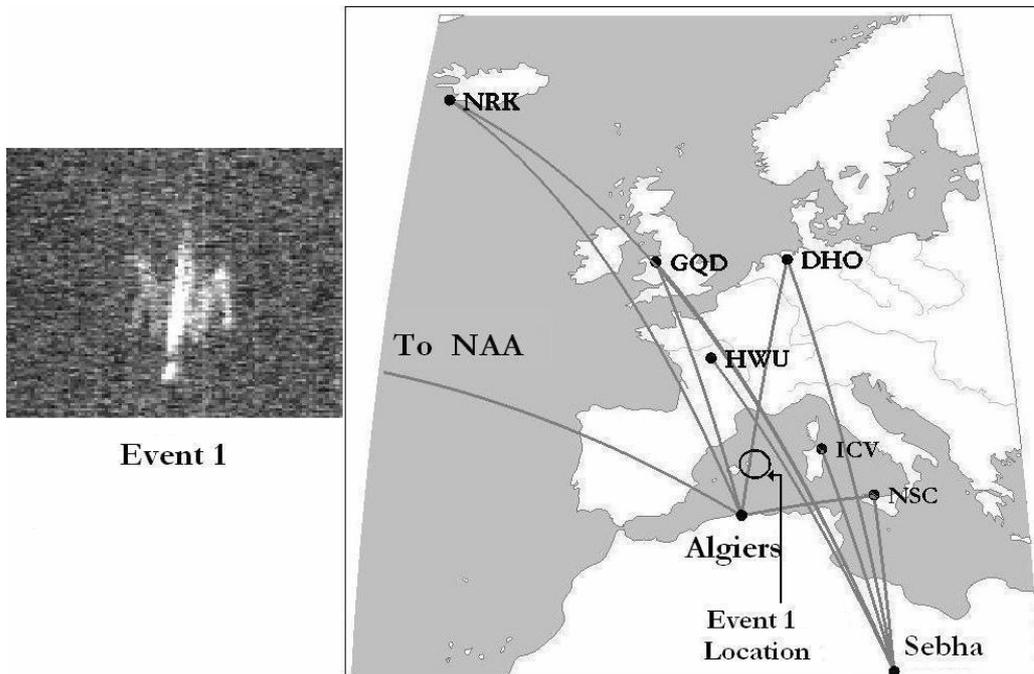


Figure 56 : Perturbations des signaux TBFs en association avec un sprite capturé le 17-10-2007 (Event 1).

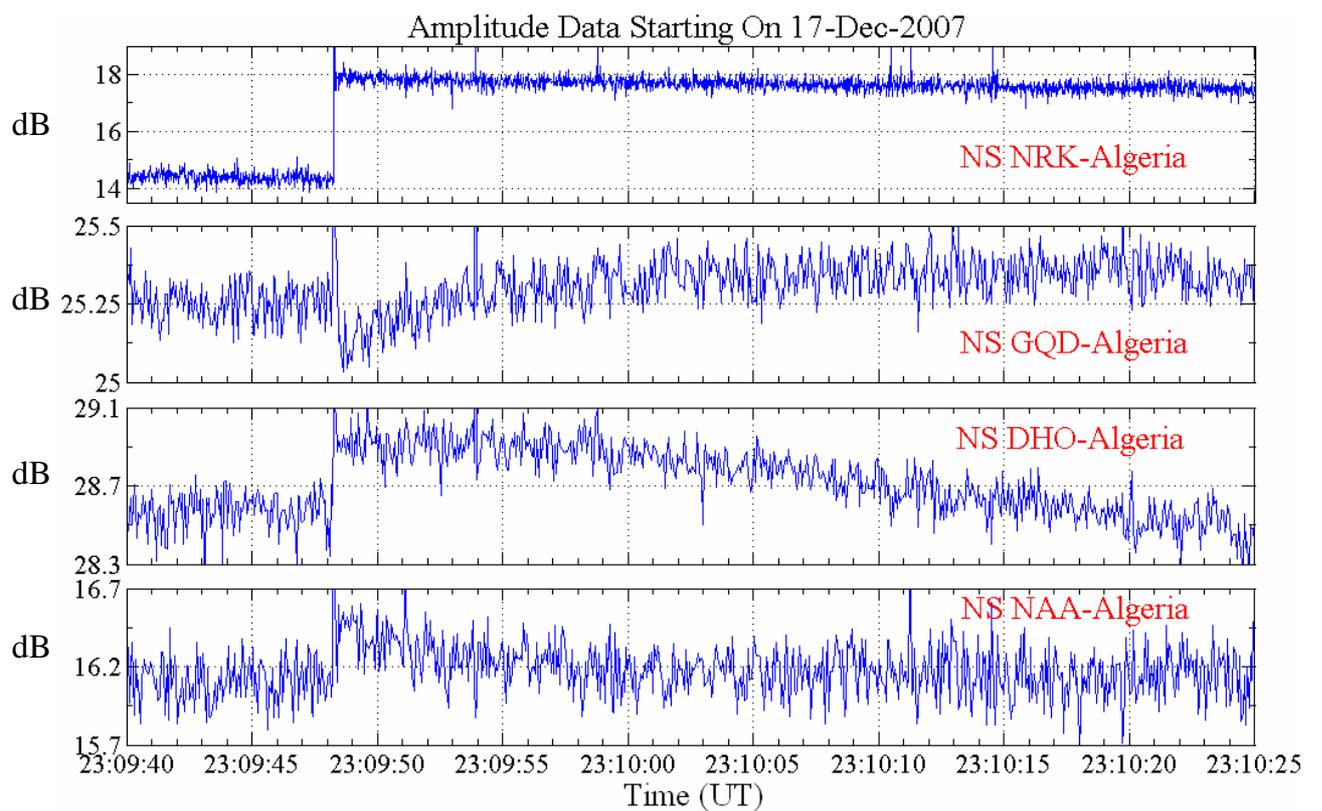
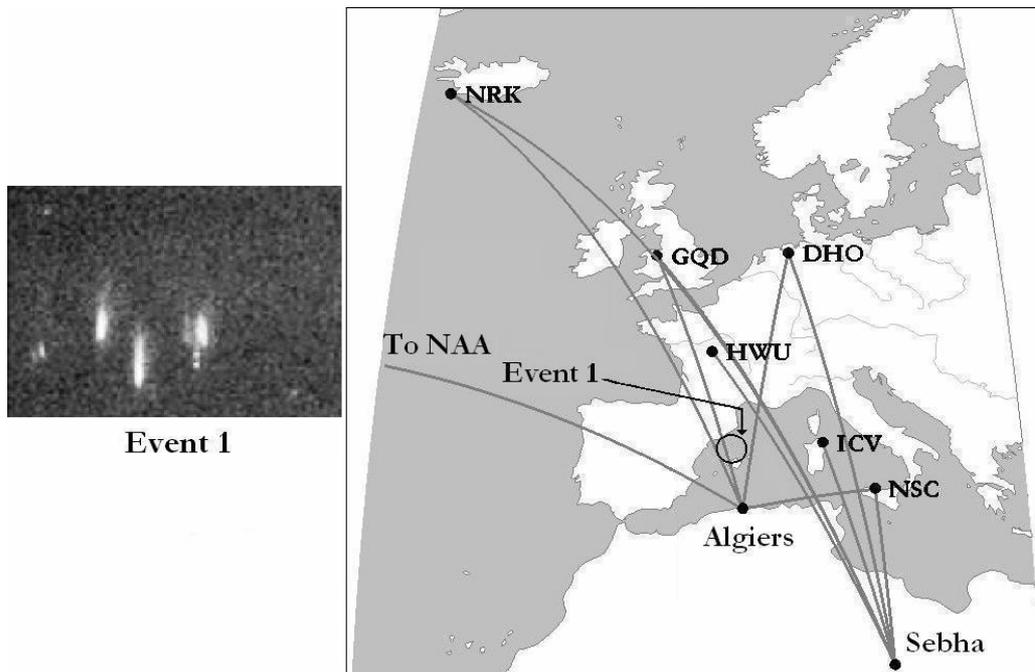


Figure 57 : Un autre exemple de perturbations des signaux TBFs en association avec un sprite capturé le 17-12-2007 (Event 1).

Un autre exemple montrant l'association entre les perturbations early et les TLEs est présenté dans la figure 58. Le TLE était un sprite de forme carotte capturé le 18 Décembre 2007 à 01:43:59. Les temps d'apparitions sont de 120, 200 et 320 ms pour le NRK, DHO et NAA respectivement. Comme dans le cas des évènements du mois d'Octobre, ces TLEs sont loin des chemins de DHO et NAA vers Alger, mais les perturbations enregistrées sont largement supérieures au bruit. Cela confirme la possibilité de réflexion des ondes TBFs avec un angle élevé, et prouve que l'observation des perturbations type early est possible même si le chemin de l'onde électromagnétique est loin du TLE, à condition que la distance entre le TLE et le récepteur ne soit pas grande [113].

5.4- Effet de la distance sur les perturbations type early :

Afin de mieux élucider l'effet de la distance entre le TLE et le récepteur sur les caractéristiques des perturbations des signaux TBF, nous allons présenter dans ce qui suit une analyse comparative des données de plusieurs récepteurs et voir comment varie la perturbation d'un récepteur à l'autre. Pour cela, nous allons prendre les perturbations des signaux TBFs en association avec un Jet gigantesque (JG). En effet, le 19 Décembre 2009 un Jet gigantesque a été capturé dans le bassin de la méditerranée, pour la première fois depuis 2003, par un réseau Italien pour l'observation des météorites. Le Jet se situait près des chemins des signaux NRK, GQD et HWU vers les récepteurs de Tunis et de Sebha (en Libye). En plus de ça, un autre sprite a été capturé aussi par le même réseau et à quelques millisecondes après le JG. Les données du système de détection de foudre ont donné deux éclairs, un de courant négatif et l'autre de courant positif. Dans la figure 59 sont représentés : l'image du JG, son lieu géographique, les deux éclairs positif et négatif ainsi que les chemins TBFs vers Tunis et Sebha. Durant toute la durée de la formation du Jet, qui était entre 120 et 160 ms, la première question à laquelle il fallait répondre est sur l'éclair parent du JG. Comme les caméras ont des fenêtres du temps de 40 ms, il est donc impossible de déterminer exactement l'éclair parent du jet. Par contre, les enregistrements TBFs ont une haute résolution de 50 Hz et donc sont plus utiles.

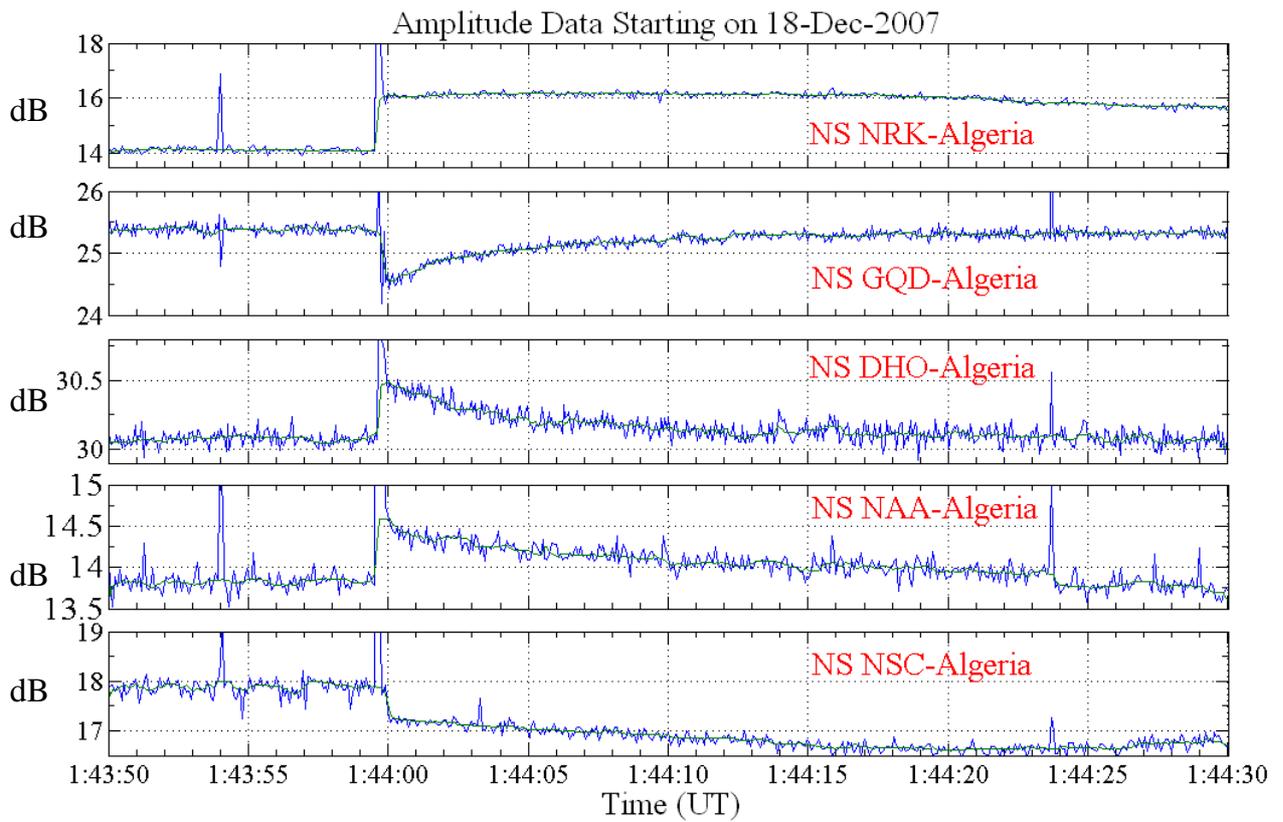
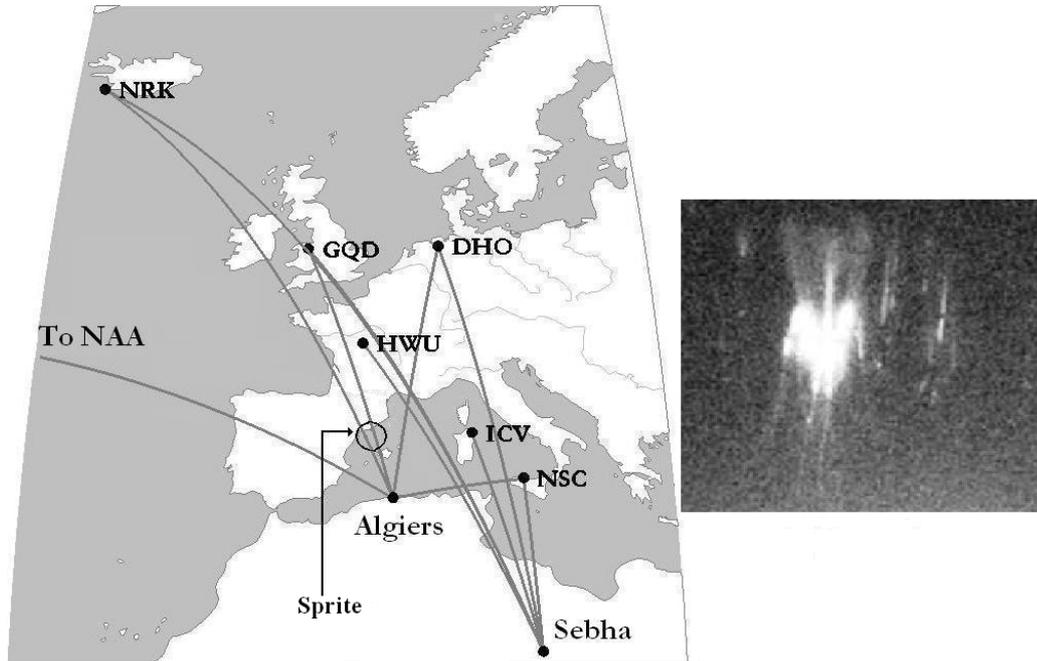


Figure 58 : Perturbations des signaux TBFs en association avec un sprite capturé le 18-12-2007.

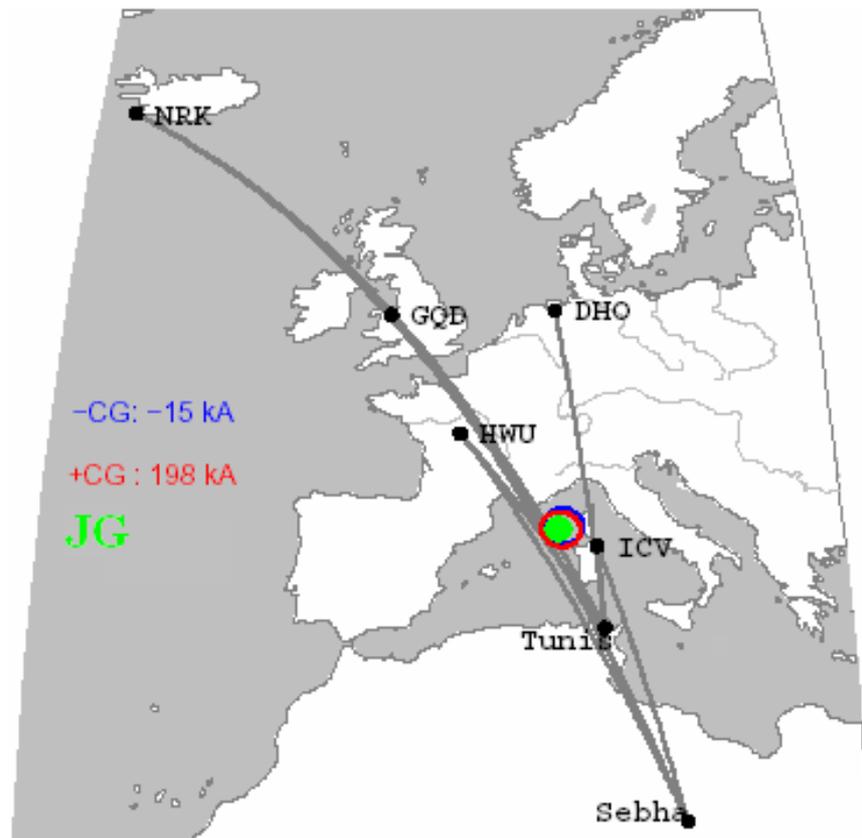


Figure 59 : En haut une image de la phase maximale du jet. En bas les lieux géographiques du Jet et les éclairs (+ et -) ainsi que les émetteurs et récepteurs TBFs.

Dans la figure 60, sont représentées les amplitudes des signaux des émetteurs GQD, HWU et SPH enregistrées à Tunis. Le canal SPH représente l'enregistrement de l'émission électromagnétique de l'éclair dans le domaine TBF. D'après cette figure, des perturbations de type early\fast sont enregistrées dans les signaux GQD et HWU juste après la foudre de polarité négative (-15 kA). Ces perturbations atteignaient le maximum en perturbation, minimum en amplitude du signal, 60 ms avant la seconde foudre de polarité positive (+198 kA). Le maximum de perturbation des signaux coïncide avec la phase maximale du développement du Jet qui atteignait 91 km en altitude [114]. Donc l'éclair parent associé au JG est celui de polarité négative, -15 kA, et non positive. L'existence des perturbations early\fast résulte de l'ionisation importante dans la couche D dues aux collisions des électrons avec les molécules. Il est à noter que la vitesse du JG était supérieure à 6.10^4 m/s

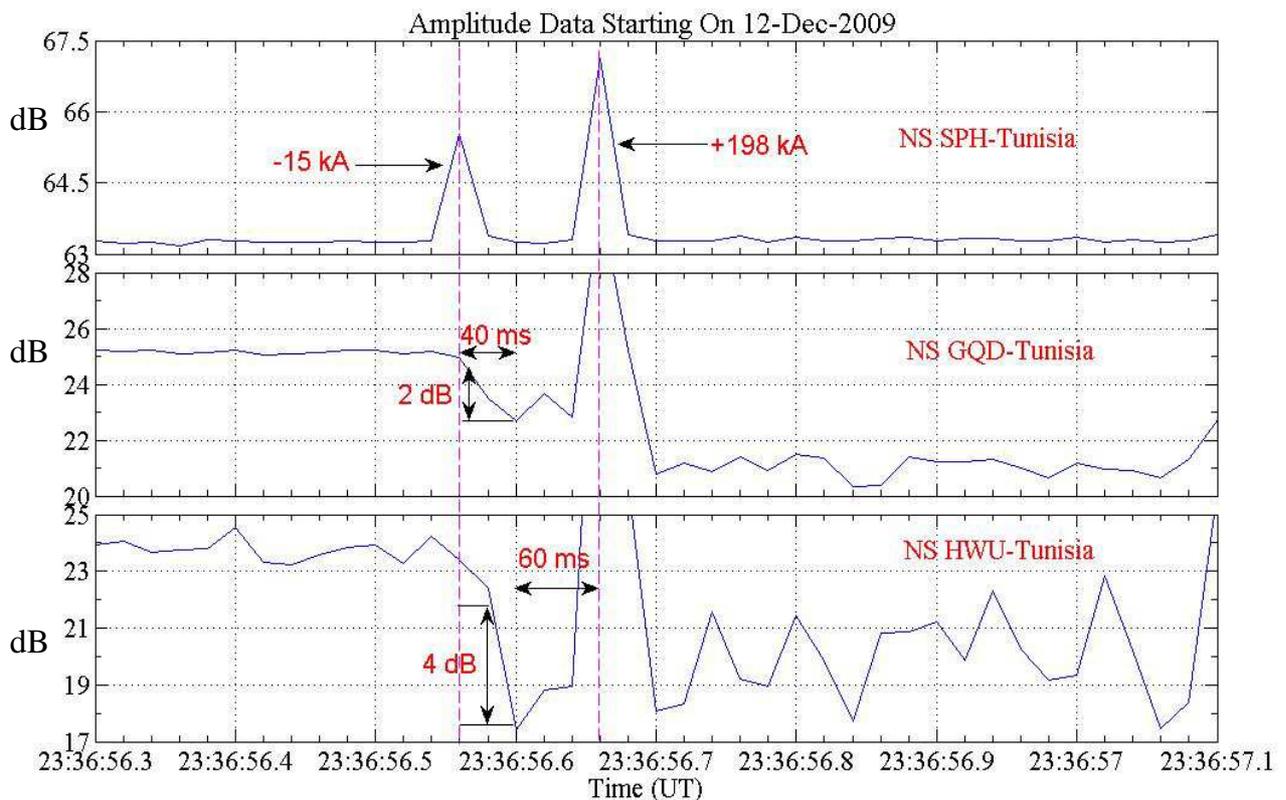


Figure 60 : Amplitudes des signaux SPH, GQD et HWU enregistrées par le récepteur de Tunis

Dans la figure 61, sont tracés les signaux de quelques émetteurs enregistrés à Tunis et Sebha. D'après cette figure, les données du récepteur de Tunis montrent des amplitudes et durées des perturbations plus importantes que celles enregistrées à Sebha. D'autant plus, dans le signal de NRK enregistré à Sebha la perturbation est confondue avec le bruit alors qu'à Tunis l'amplitude est largement supérieure au bruit.

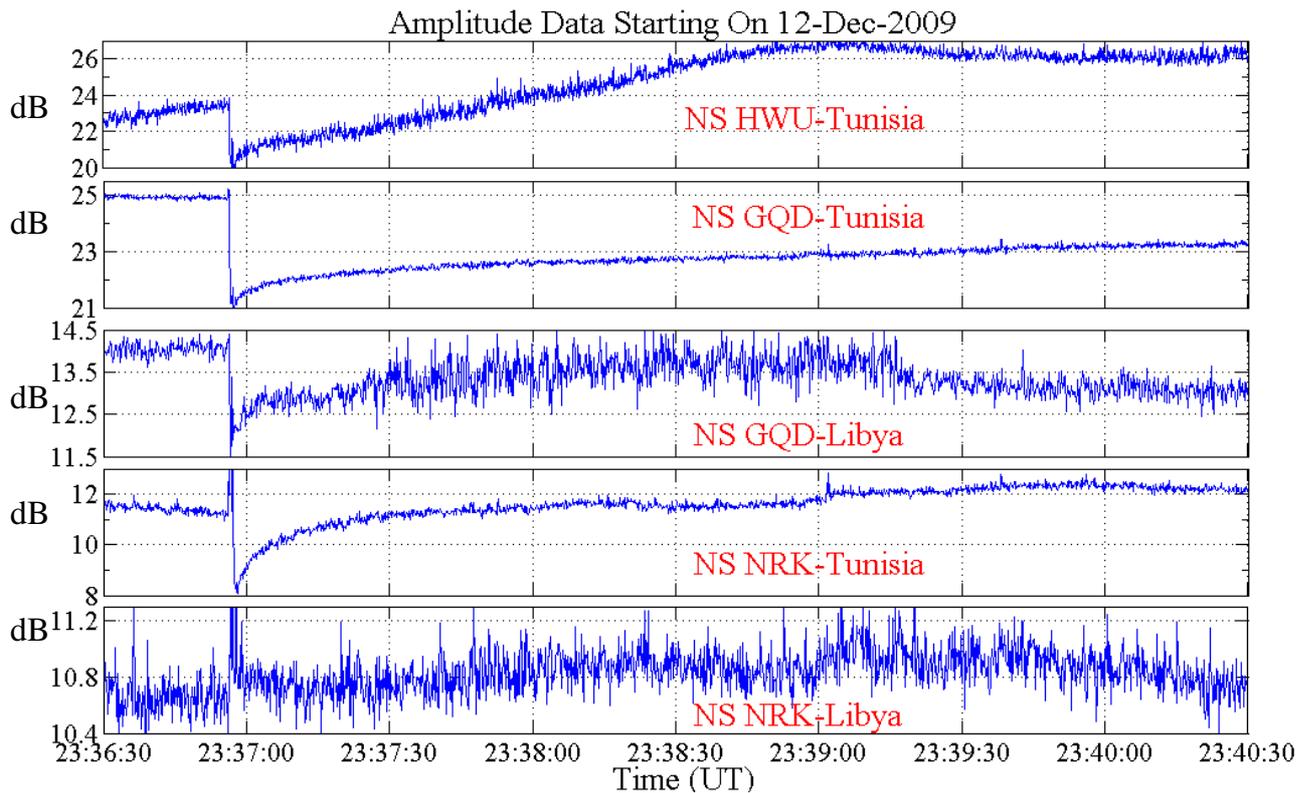


Figure 61 : Comparaison entre les données des récepteurs installés en Tunis et Sebha.

D'après ce qui a été présenté sur l'association entre les TLEs et les perturbations des signaux TBFs, nous concluons que : si un TLE s'est produit près des chemins TBF, des perturbations de type early sont alors enregistrées dans différents chemins même d'un angle de réflexion large. Les caractéristiques des perturbations dépendent de :

- 1- La distance entre le TLE et le récepteur
- 2- Le processus de réflexion (direct ou d'angle de réflexion large)
- 3- Les dimensions du TLE et son type (Elves, Sprite, Jet..)

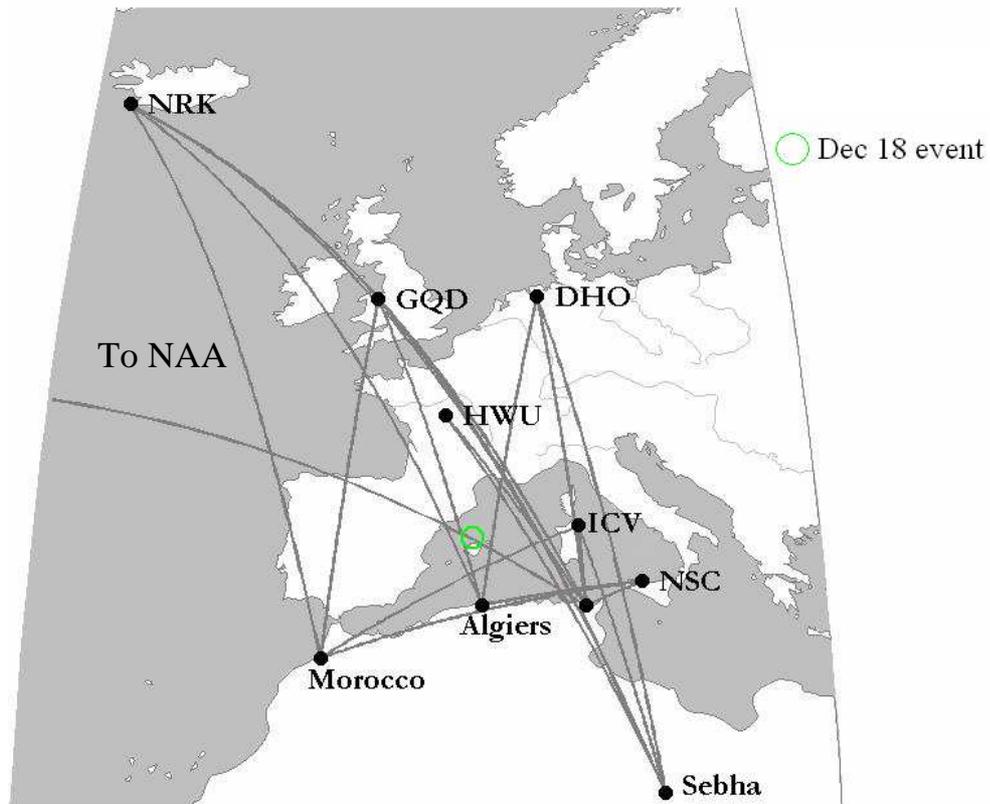
Selon ces conditions, nous avons proposé un critère sur la possibilité d'existence d'un TLE optiquement non observable. Quand une perturbation est observée au même temps dans plusieurs chemins TBFs et sans qu'il y ait d'observation optique du TLE : le TLE s'est produit mais peut être loin du champ de visibilité des caméras ou bien n'étant pas suffisamment lumineux pour être observé. Des exemples de perturbations sans TLE observable seront présentés dans la partie suivante.

5.5- Identification des TLEs au moyen des signaux TBFs :

Dans cette partie, nous allons présenter une analyse comparative en utilisant des données de plusieurs récepteurs et voir si les perturbations sont dues au TLEs non observables ou sont dues à une succession de foudres. Le premier exemple de perturbations early enregistrées sans observation de TLE était le 18 Décembre 2007 à 05:24:00 TU. Le système de détection de foudres a détecté au même temps une foudre de courant positif de 316 kA. Les signaux enregistrés à Alger, figure 62 (A et B), présentaient des perturbations d'amplitudes largement supérieures au bruit. Comme l'intensité du courant est très élevée, on peut dire que le TLE existait mais n'a pas été capturé à cause de la lumière de l'aube. Le signal de l'émetteur NAA reçu à Tunis n'est pas présenté dans la figure 62 dû au non disponibilité des données.

L'autre exemple est représenté dans la figure 63 (A et B). Les signaux TBFs, enregistrés à différentes stations et sur différents chemins, présentaient des perturbations de type early à 20:3:06. Alors que les caméras de la campagne n'ont observé aucun TLE. Seul le signal DHO enregistré à Sebha qui ne présentait pas de perturbations à ce temps là. Au voisinage de la perturbation, le système de détection a enregistré deux foudres de coordonnées géographiques différentes, comme montré dans la figure 63 (A).

A)



B)

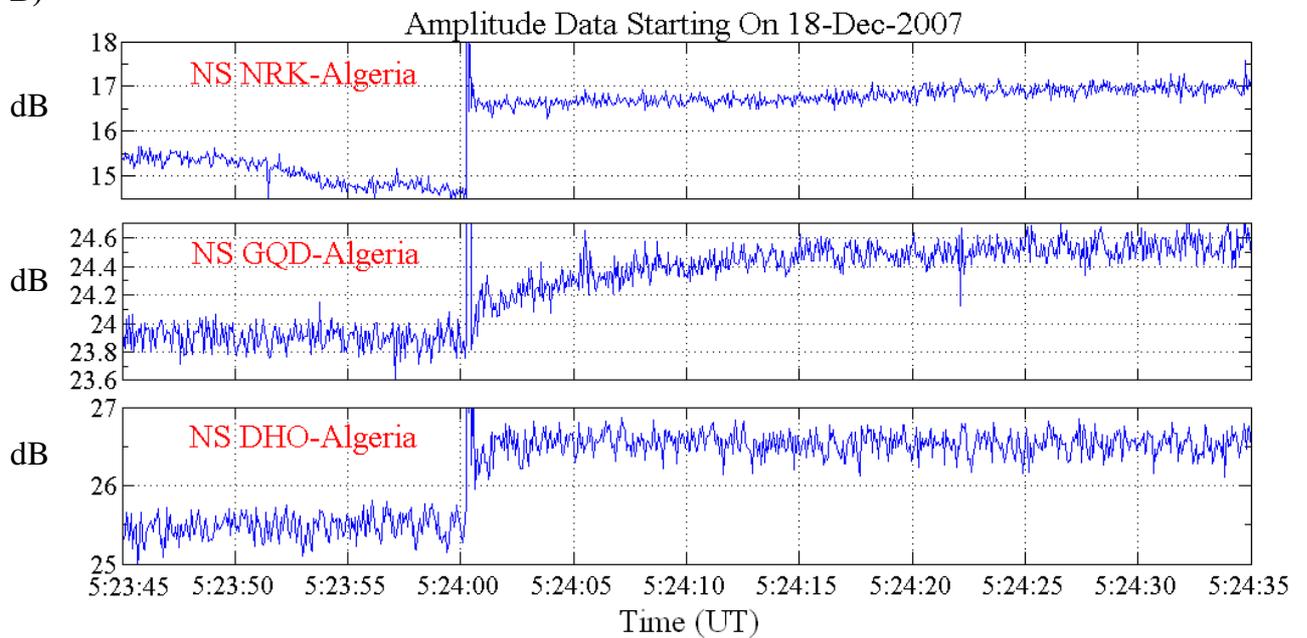
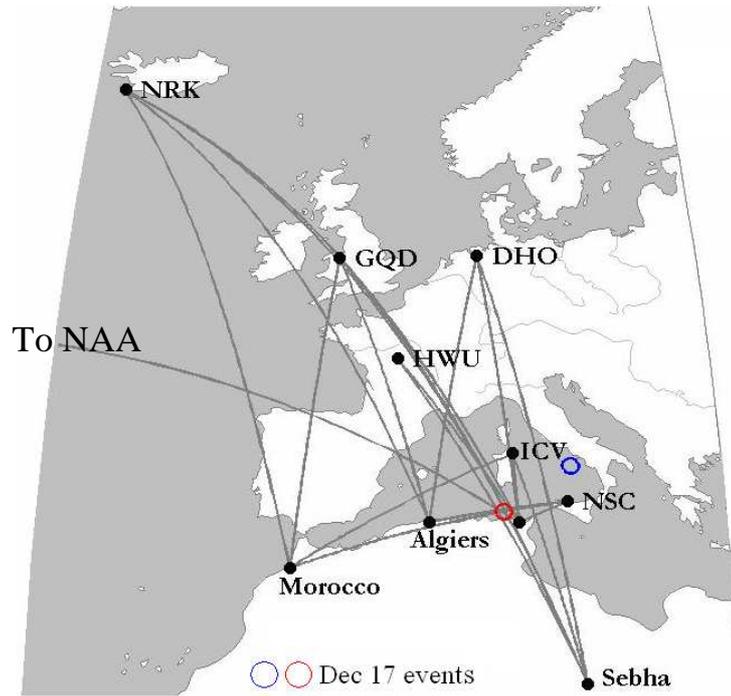


Figure 62 : A) lieu géographique de la foudre source du TLE non observé, perturbations des signaux TBFs en association avec le TLE

L'absence de foudre au même temps que la perturbation est peut être due à la limitation du système de détection. La première question est : quel est le lieu géographique de la région perturbée ? Comme les amplitudes et les durées des perturbations, enregistrées par les stations d'Alger et le Maroc dans le chemin NSC, sont très élevées, les perturbations sont donc dues à une réflexion directe de l'onde EM par la région perturbée. L'enregistrement de la perturbation dans le chemin HWU-Sebha uniquement et au même temps que les perturbations enregistrées à Alger et au Maroc, prouve que le lieu géographique de la région perturbée se trouve au même endroit que la foudre représentée par le cercle rouge. Malgré que la distance entre la région perturbée et les récepteurs de Sebha et le Maroc est presque la même, les propriétés des perturbations, durées et amplitudes, sont plus importantes dans les données du Maroc que celles de Sebha. Cette différence est attribuée à la distance entre la région perturbée et les émetteurs NSC et HWU. Comme les perturbations sont enregistrées dans différents chemins TBFs, nous pouvons dire qu'elles sont associées à un TLE non observable. Effectivement, la région perturbée se trouvait à la limite des champs de visibilité des caméras et donc la probabilité de capturer un TLE est faible.

Un autre exemple de perturbations des signaux TBFs de type early, associées à un TLE non observable, est présenté dans la figure 64 (A et B). Le système de détection n'a pas détecté de foudres au même temps que les perturbations early, mais deux foudres ont été repérées avant et après le début des perturbations. Le plus important dans cet exemple est que le signal de l'émetteur ICV reçu à Crète (en Grèce) traversait la région où les foudres ont été détectées, figure 64 (A). Les chemins des signaux TBFs enregistrés à Alger, au Maroc et à Sebha présentaient des perturbations de type early d'amplitudes largement supérieures au bruit. En plus, les propriétés de la perturbation enregistrée dans le chemin DHO-Sebha sont plus élevées que celle enregistrée dans le chemin HWU-Sebha. Donc la perturbation dans le signal de l'émetteur DHO résulte d'une réflexion directe par la région perturbée, alors que dans le signal de l'émetteur HWU est d'un angle de réflexion large.

A)



B)

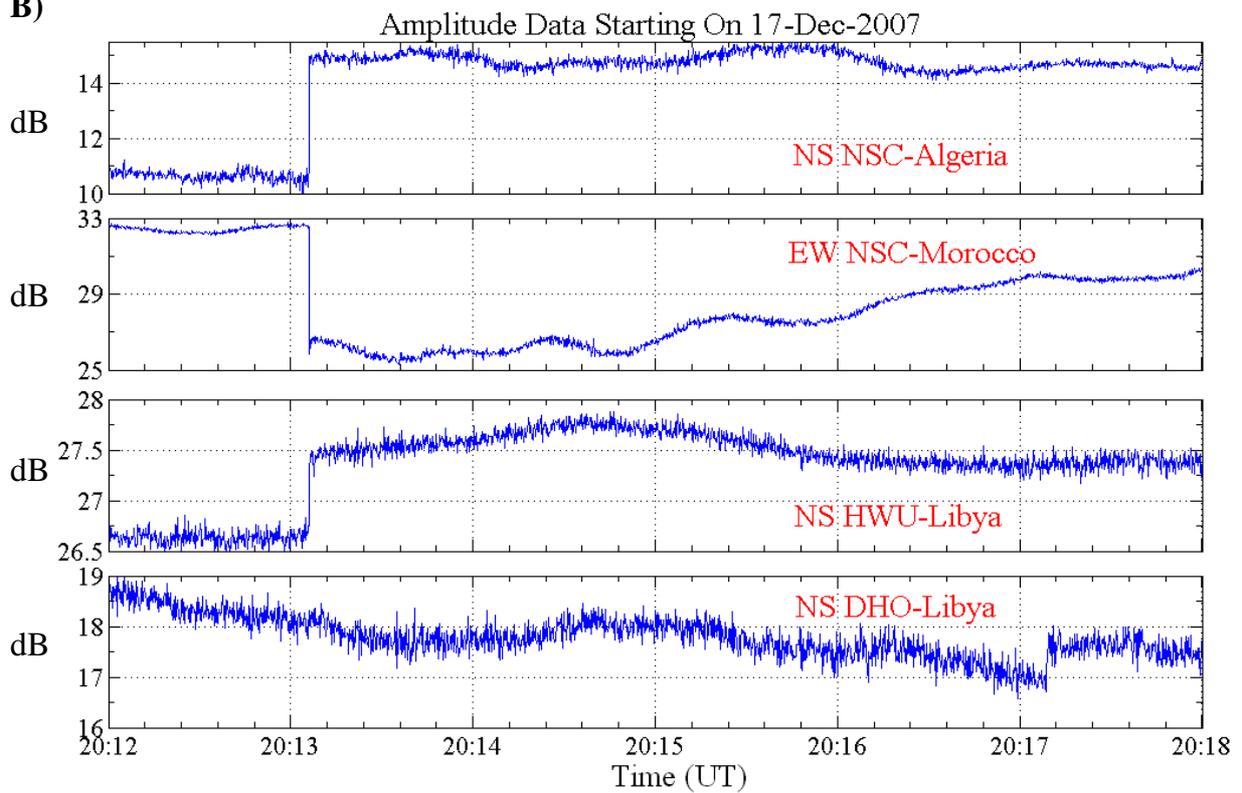


Figure 63 : Exemple de perturbations sans TLE observable. A) lieu géographique des foudres. B) perturbations des différents chemins de signaux TBFs.

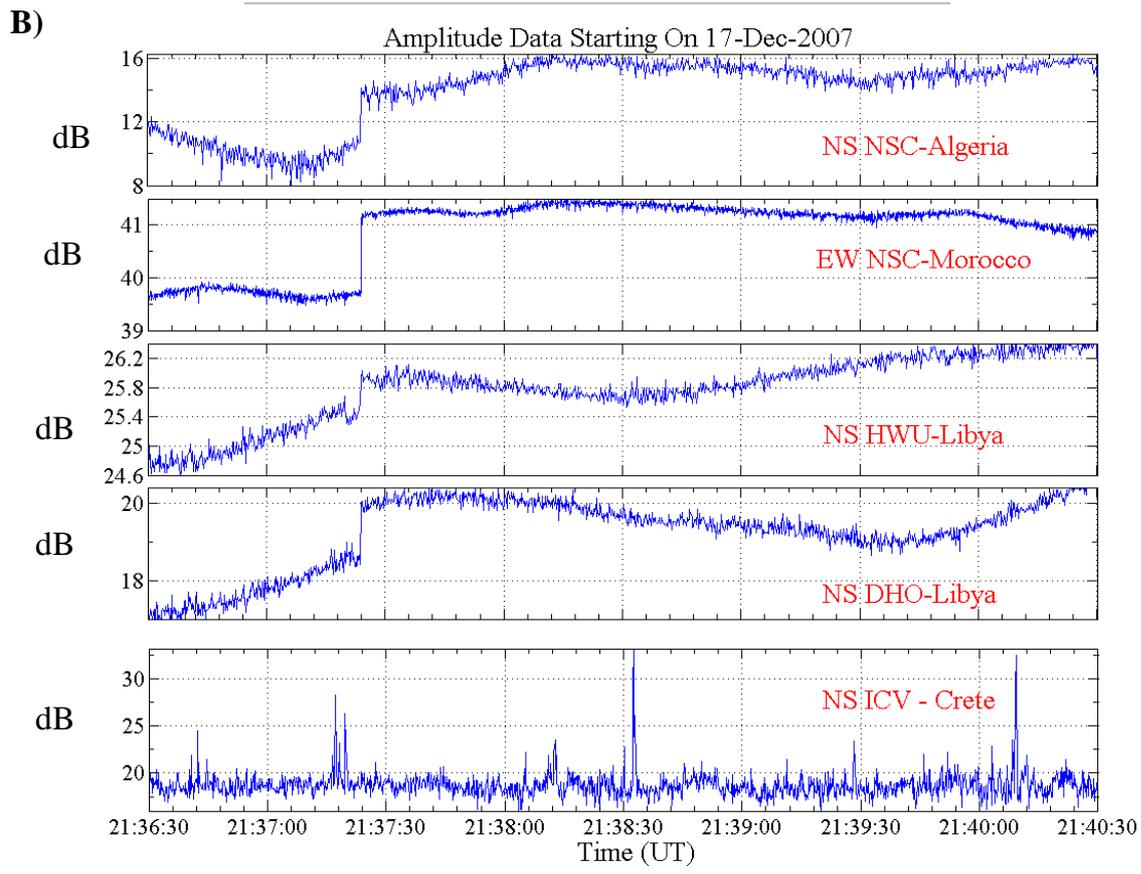
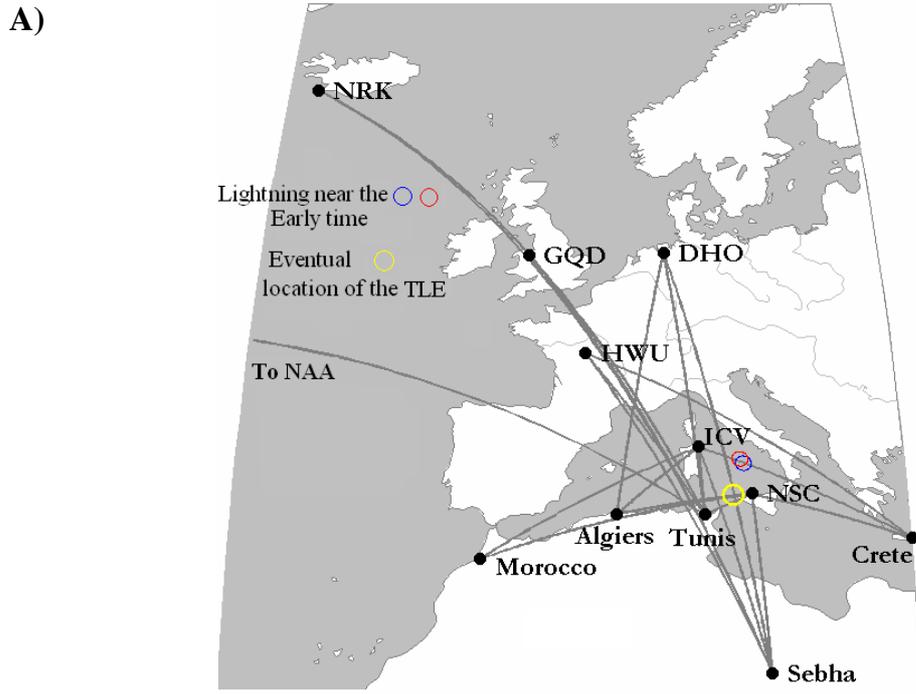


Figure 64 : A) lieu géographique des foudres et l'éventuel TLE. B) Perturbations des signaux TBFs en association avec le TLE non observé.

Le signal de l'émetteur ICV reçu à Crète ne présentait aucune perturbation en association avec les foudres. A partir de cette analyse, le lieu géographique du TLE est celui représenté par le cercle jaune dans la figure 64 (A) et pas celui repéré par les lieux des foudres. Donc, le TLE existait mais loin des champs de visibilité des caméras. D'après les résultats présentés en haut : si le TLE existe, des perturbations des signaux TBFs seront alors enregistrées. Donc, le réseau AWESOME est un très bon outil de détection des TLE. En plus, il permet de mieux les localiser, déterminer leurs éclairs parents et le suivi des activités orageuses loin des caméras. Ces résultats montrent aussi que la distance par rapport au TLE et le processus de réflexion jouent un rôle très important sur les caractéristiques des perturbations early.

Dans ce qui suit, nous allons répondre à la question sur l'unicité des perturbations early, c'est-à-dire sont elles dues uniquement au TLEs ? Dans la figure 65 sont présentés les enregistrements des signaux TBFs du 13 Octobre 2007 entre 4:35:00 et 4:44:00 TU. D'après cette figure, seul le signal de l'émetteur NSC reçu à Alger présentait des perturbations de type early. Alors que les signaux enregistrés à Tunis ne présentaient aucune perturbation, malgré le passage de certains d'entre eux à proximité de la région perturbée. Un autre exemple de perturbations enregistrées dans un seul chemin est présenté dans la figure 66. D'après cette figure, plusieurs perturbations de type early ont été enregistrées dans le chemin NRK-Alger entre 01:12 et 01:40 TU. Alors que durant le même intervalle de temps, deux perturbations ont été enregistrées dans les signaux des émetteurs GQD et DHO et une seule perturbation a été enregistrée dans le signal de l'émetteur NAA.

Au temps T1 représenté par la verticale, les perturbations des signaux des émetteurs NRK et GQD ont été enregistrées au même temps. Alors que pour l'émetteur DHO, la perturbation était enregistrée à un temps décalé. En plus, entre les temps T1 et T2 d'autres perturbations ont été enregistrées dans le chemin NRK uniquement. L'autre exemple est celui de la perturbation importante enregistrée au temps T2 dans les signaux des émetteurs NAA, NRK et GQD.

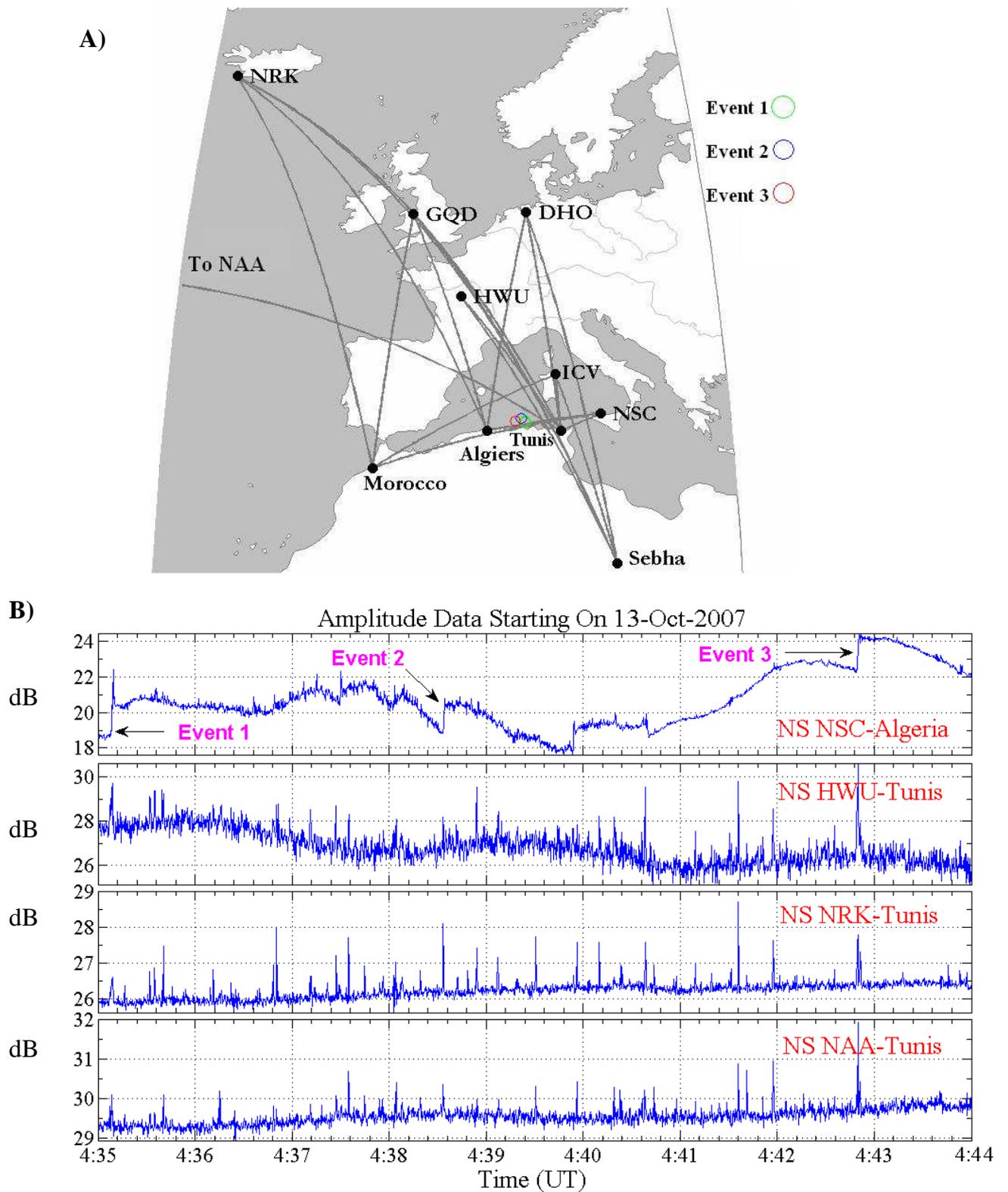


Figure 65 : A) Lieux géographiques des foudres associées aux évènements 1, 2 et 3. B) Signaux TBFs enregistrés à Alger et à Tunis.

Comme l'amplitude de la perturbation enregistrée dans le NAA est très importante, la région perturbée était alors dans l'ouest d'Alger. Donc la perturbation du NAA est due à une réflexion directe de l'onde EM, alors que pour le NRK et GQD la réflexion est d'un angle large. Entre T2 et T3 d'autres perturbations ont été enregistrées dans le signal NRK uniquement. Au temps T3, deux autres perturbations ont été enregistrées au même temps dans les signaux NRK et DHO uniquement. Alors qu'après le temps T3 une autre perturbation enregistrée cette fois ci dans le signal NRK uniquement.

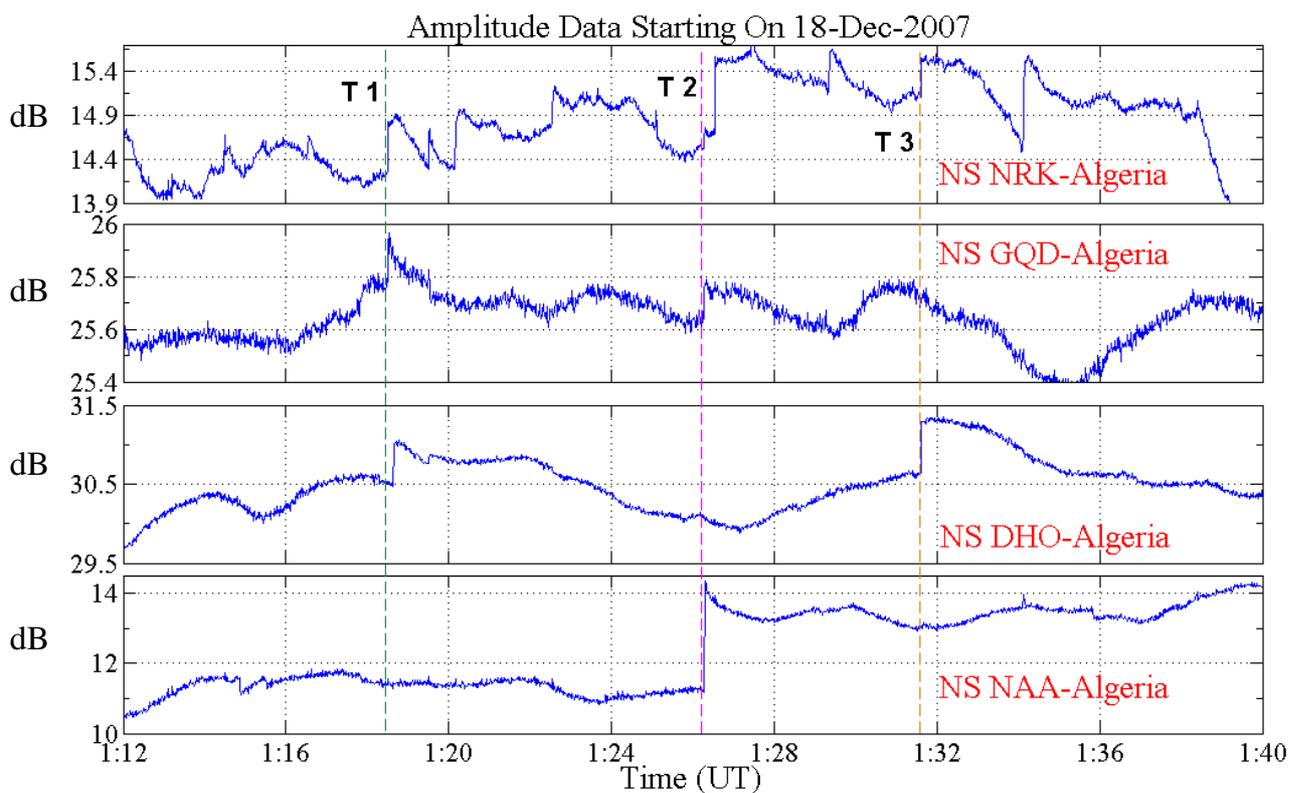


Figure 66 : Exemple de perturbations enregistrées sans observation de TLEs.

Ce que nous pouvons conclure d'après ces résultats, est que les perturbations qui ont été enregistrées au même temps dans plusieurs chemins sont dues à des TLEs non observables. La raison pour laquelle les TLEs n'ont pas été observés est que : la caméra était pointée dans une mauvaise direction, ou bien la caméra était pointée dans la bonne direction mais le TLE n'était pas suffisamment lumineux pour être observé. Cette

situation correspond aux perturbations enregistrées aux temps T1, T2 et T3. Pour les perturbations enregistrées entre ces temps, principalement dans le signal de l'émetteur NRK, sont dues à l'ionisation locale de la couche 'D' due aux foudres de type Nuage-Sol (Cloud-to-Ground, CG) de faible courant, ou bien des foudres qui se passent à l'intérieur des nuages (Intra-Cloud, IC), ou bien aux foudres de type Nuage-Nuage (Cloud-to-Cloud, CC). Cette ionisation locale et étroite ne perturbe que les signaux passant à son voisinage. Il est à noter que durant cette période d'enregistrement, les conditions météorologiques étaient favorables pour l'observation des TLEs. Et que le système de détection de foudres n'a pas enregistré de foudres au même temps que certaines perturbations. Cela est peut être dû à la limitation du système. Mais, il ne faut pas oublier que le système ne peut pas détecter les foudres de types IC et CC. Par contre les récepteurs TBFs peuvent les détecter puisque l'éclair rayonne beaucoup plus dans le domaine TBF (de 3 à 50 kHz). Donc, les foudres IC et CC peuvent causer une ionisation locale et suffisante pour perturber les signaux TBF, comme il a été confirmé par la modélisation numérique faite par Marshall et al [104].

En résumé, le réseau AWESOME est un très bon outil pour l'étude de la basse couche de l'ionosphère 'D'. Nous avons montré à travers les données des différents sites AWESOME que :

- 1- Les perturbations de type early sont en association une-à-une avec les TLEs capturés par les caméras de la campagne, et que le degré d'association dépend de la distance entre le TLE et le récepteur et/ou l'émetteur.
- 2- Les propriétés des perturbations early dépendent de la distance entre le TLE et le récepteur où l'émetteur, la taille du TLE et le processus de réflexion de l'onde EM.
- 3- Dans le cas où des perturbations sont enregistrées au même temps et dans différents chemins sans qu'il y ait de TLE, on peut dire que le TLE existait mais n'a pas été capturé parce que : le TLE est loin du champ de visibilité des caméras, ou bien le TLE n'est pas suffisamment lumineux pour être observé.

- 4- Nous avons montré aussi que les TLEs ne sont pas la seule source de perturbation des signaux TBFs, mais les foudres de type CC et IC peuvent causer l'ionisation locale et étroite qui peut perturber le signal TBFs passant à sa proximité.
- 5- Le réseau AWESOME est alors très utile pour le suivi des perturbations plus loin, et que les caractéristiques des perturbations doivent être déterminées en utilisant les données du récepteur le plus proche de l'activité orageuse.

5.6 Détection des gammas d'origine Terrestre par le réseau AWESOME, introduction et perspectives :

Dans cette partie nous allons aborder un nouveau domaine de recherche qui a été découvert récemment et qui est : la corrélation entre les foudres et les flashes gammas d'origine Terrestre (ou Terrestrial Gamma Flashes, TGF) en utilisant les signaux TBFs. Ces flashes sont supposés être dus à l'émission Brumsstrahlung qui résulte de la collision entre les électrons relativistes et les molécules (neutres) de l'atmosphère [115]. Cependant, les conditions précises conduisant à l'accélération et l'avalanche des électrons restent une énigme. Initialement, les TGFs ont été supposés être générés entre 50 et 70 km d'altitude, résultant du champ quasi-électrostatique excédant le seuil du claquage d'échappement des électrons [115], mais des analyses récentes suggèrent que les TGFs ont des sources proches des cellules orageuses (15 à 20 km) [116, 117]. Les deux satellites CGRO et RHESSI souffrent de la saturation de leurs détecteurs puisque aucun d'entre eux n'a été conçu pour ce type d'observation. L'analyse et l'interprétation des spectres deviennent donc difficiles [118]. Comme la plupart des TGFs sont associés (autour ~ 2 ms) à des foudres [119-122], un intérêt important a été consacré aux données TBFs du moment que les foudres émettent dans le domaine des TBFs.

Les mécanismes d'accélération des électrons et d'émission de rayons gamma ne sont pas encore clairs, mais ils se situent autour de l'accélération des électrons par le champ électrostatique de la foudre, et l'avalanche d'ionisation due aux collisions des électrons énergétiques et les molécules de l'air, figure 67. D'après cette figure, le peu d'électrons qui existent dans l'atmosphère, sous l'effet du rayonnement cosmique, sont accélérés par le champ électrique élevé, les collisions avec les molécules de l'air augmentent le nombre d'électrons et seront accélérés par le biais du champ électrique. Les électrons relativistes rentrent encore en collision avec les molécules de l'air qui conduiraient à l'émission gamma sous forme de Brumsstrahlung [122, 123]. Il est donc intéressant d'étudier et d'analyser, au moyen des données TBFs, les caractéristiques des foudres associées au TGF, les localiser et faire l'association entre les TLEs et les TGFs. En particulier la

comparaison entre les observations sol du réseau AWESOME et les futures missions satellitaires dédiées à la détection des gammas et TLEs comme le TARANIS et l'ASIM.

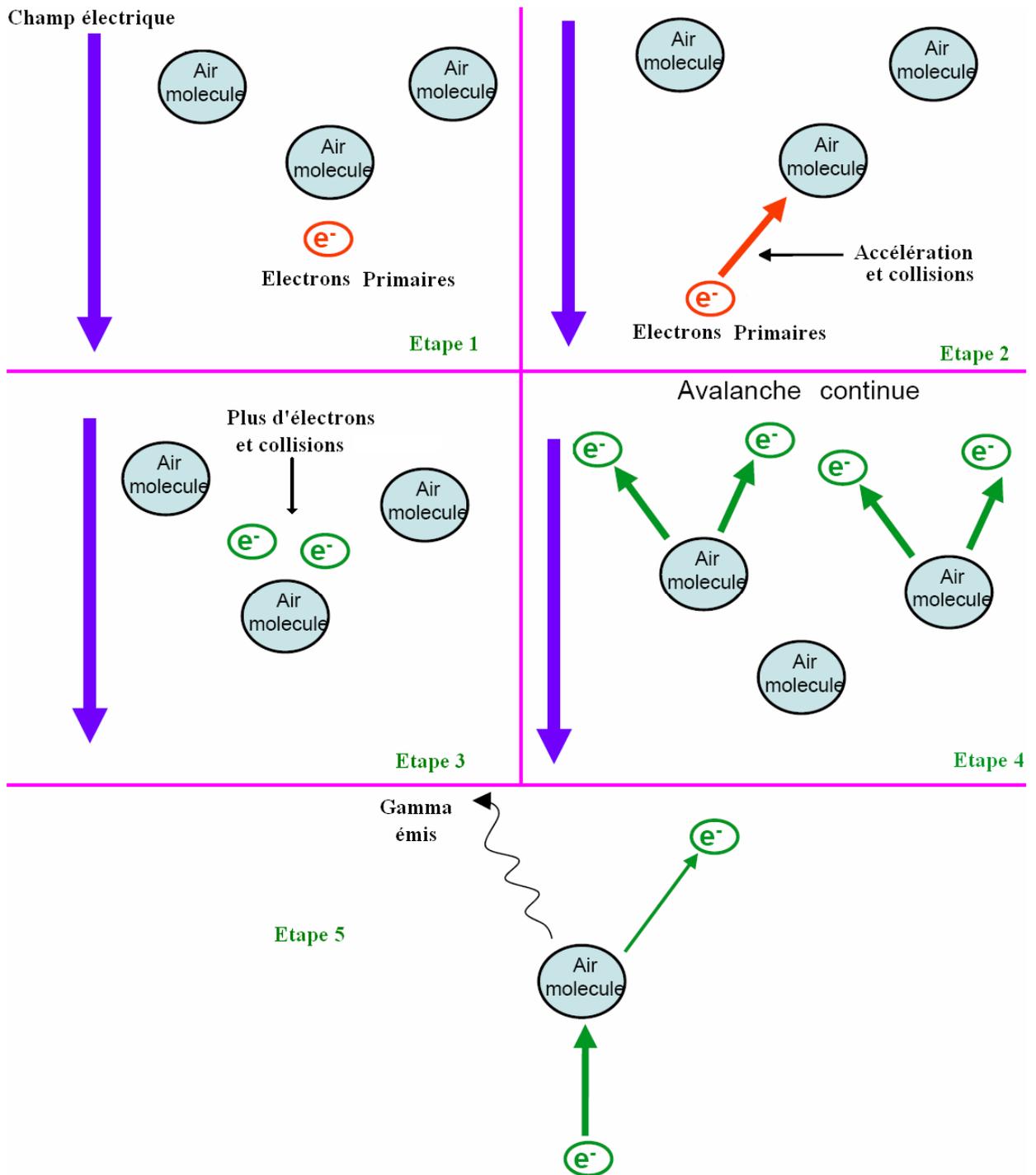


Figure 67 : Les étapes conduisant à l'émission gamma d'origine Terrestre (TGF)

Chapitre 6 : Perturbations du champ magnétique Terrestre mesurées dans les régions de moyennes latitudes.

Dans le but d'étudier le développement spatio-temporel d'une perturbation géomagnétique, nous allons présenter les résultats mesurés par des magnétomètres du réseau Intermagnet, en particulier les données obtenues par les magnétomètres des régions de même latitude que Tamanrasset. Les événements sélectionnés sont ceux ayant causé de fortes perturbations géomagnétiques. L'importance de cette analyse est de montrer l'asymétrie spatiale dans le développement d'une perturbation qui résulte de la contribution de plusieurs types de courants. Le tableau 2 donne les noms et coordonnées des stations sélectionnées pour cette analyse. L'absence de certains enregistrements dans les figures qui suivent est due au non disponibilité des données des stations en question.

Nom de la Station	IAGA CODE	Latitude.	Longitude.
Alibag	[ABG]	18.64 °N	72.87 °E
Honolulu	[HON]	21.32 °N	158.00 °W
Tamanrasset	[TAM]	22.79 °N	5.53 °E
San Juan	[SJG]	18.11 °N	293.85 °E
Phuthuy	[PHU]	21.03 °N	105.95 °E

Tableau 2 : Noms et coordonnées géographiques des stations des magnétomètres utilisées.

La figure 68 montre un exemple d'enregistrement de la composante horizontale H du champ magnétique par les différentes stations. D'après cette figure, l'enregistrement diffère d'une station à une autre et que le maximum de perturbation (minimum de l'amplitude du signal) ne se produit pas au même instant.

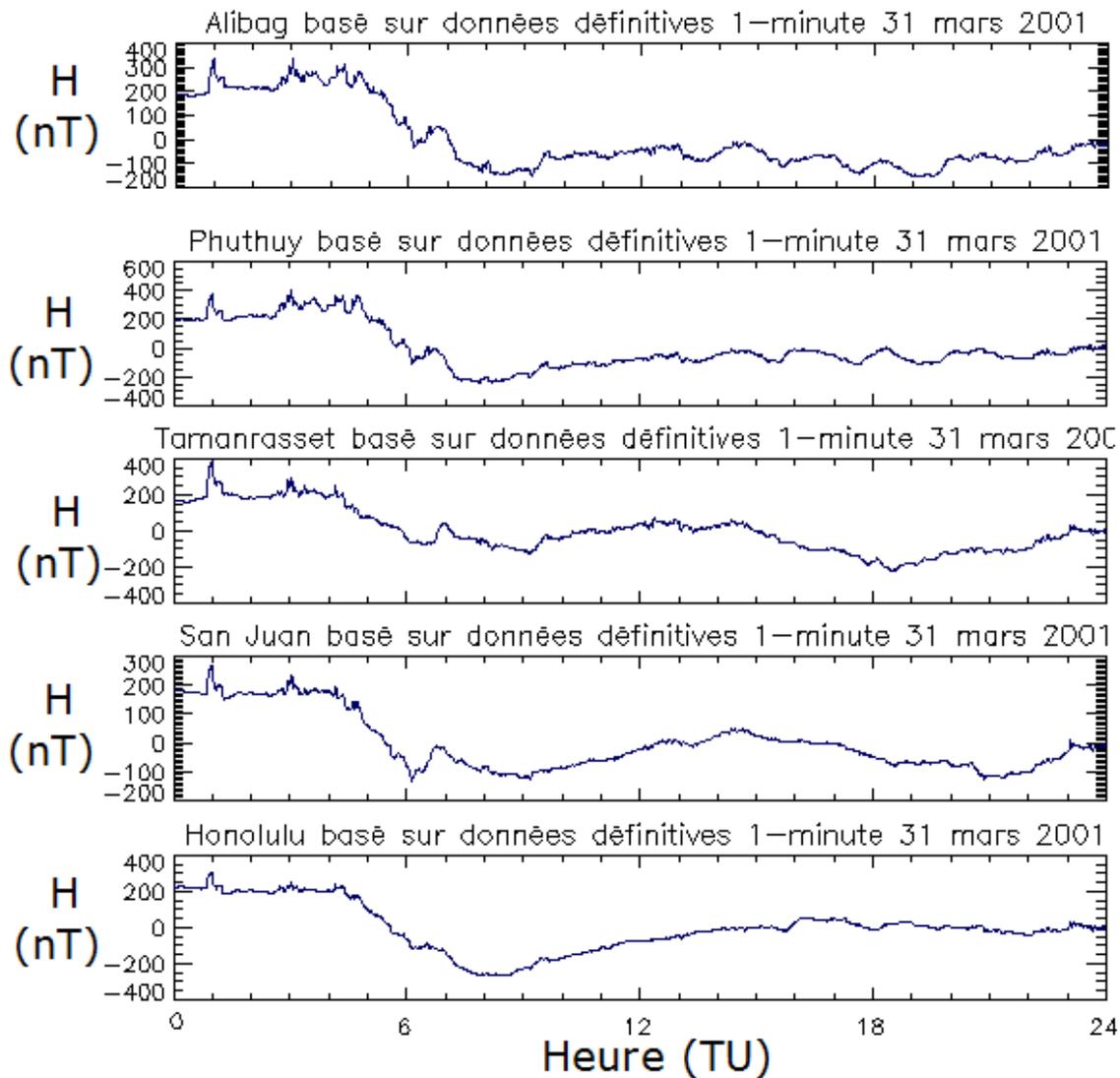


Figure 68 : Exemple d'enregistrement d'une perturbation géomagnétique le 31/03/2001.

D'après cette figure, une augmentation brusque de la composante H enregistrée à 01h TU (02h en Algérie) et d'amplitude différente (par exemple : 200 nT à TAM et 100 nT à HON), après le commencement de la perturbation l'amplitude décroît et atteint des valeurs négatives. Nous remarquons aussi que la phase de recouvrement de la perturbation est aussi différente d'une station à une autre. Effectivement dans l'enregistrement de la station ABG le signal maintient la valeur -100 nT jusqu'à la fin de la journée (en TU), alors que pour les signaux enregistrés à TAM et SJG deux phases de recouvrement sont présentes : une entre 06h-12h TU et l'autre entre 18h-24h TU. Pour la station de HON le signal recouvre à 18h TU. Il est donc intéressant de convertir l'échelle de temps universel en temps local pour mieux comprendre le développement de la perturbation géomagnétique et le rôle de chaque type de courant, le tableau 3 donne la différence entre le temps local et le temps universel de chaque station.

Temps	HON	SGJ	TAM	ABG	PHU
LT/UT	-10	-5	+1	+5	+7

Tableau 3 : Différence entre le Temps Local et le Temps Universel de chaque station.

6.1- Développement des perturbations en temps local :

En effet, nous avons sélectionné des temps bien précis : avant le commencement soudain (SC), durant la phase décroissante jusqu'au maximum de perturbation et la phase de recouvrement comme illustré dans la figure 69. Pour cette analyse nous avons sélectionné deux différents évènements ayant causé de fortes perturbations géomagnétiques. Il s'agit donc des évènements du 31/03/2001 et du 24/11/2001. Les figures 69 et 70 montrent les enregistrements de ces évènements respectivement.

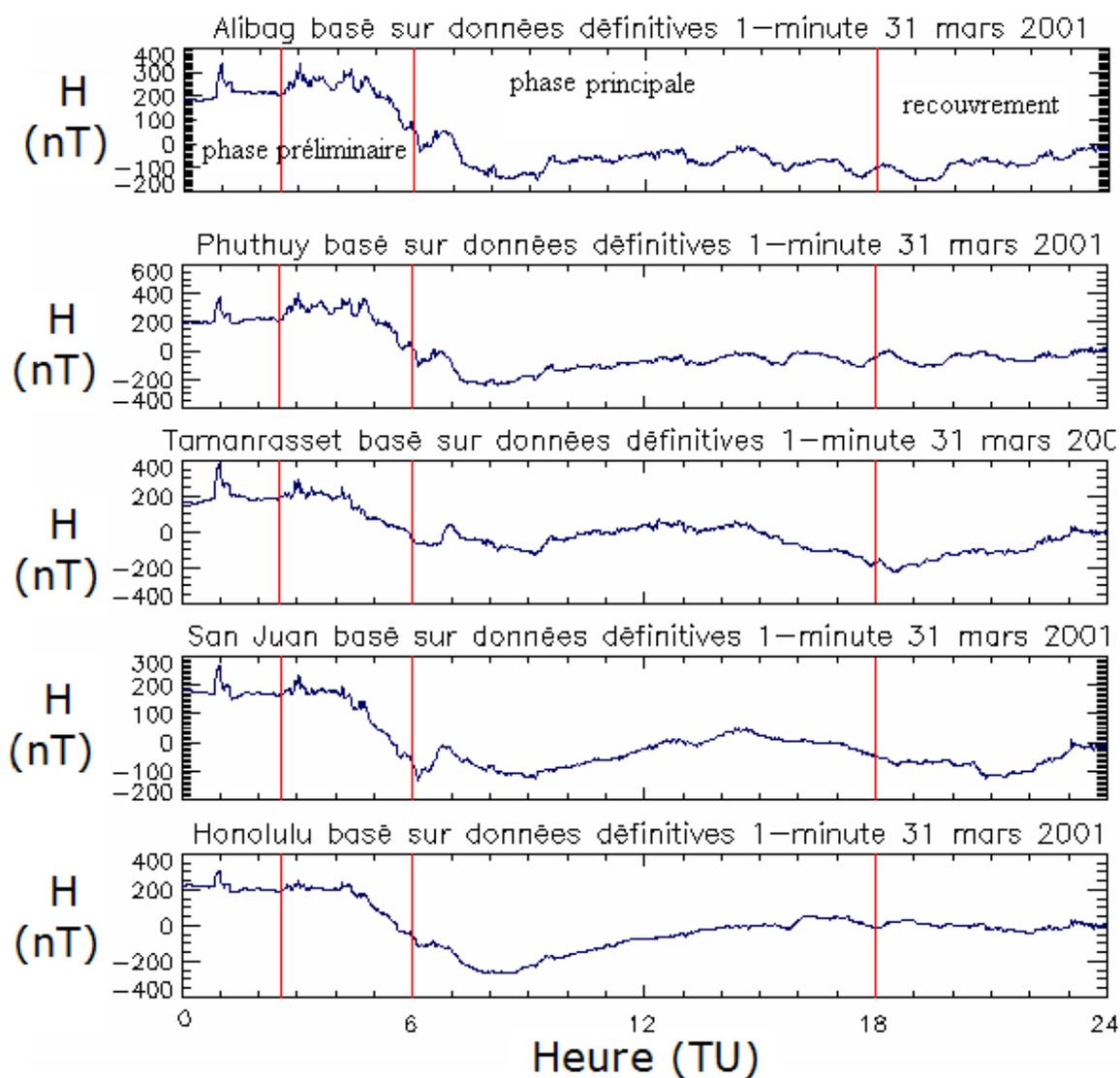


Figure 69 : Les intervalles de temps sélectionnés pour le tracé de la perturbation en temps local.

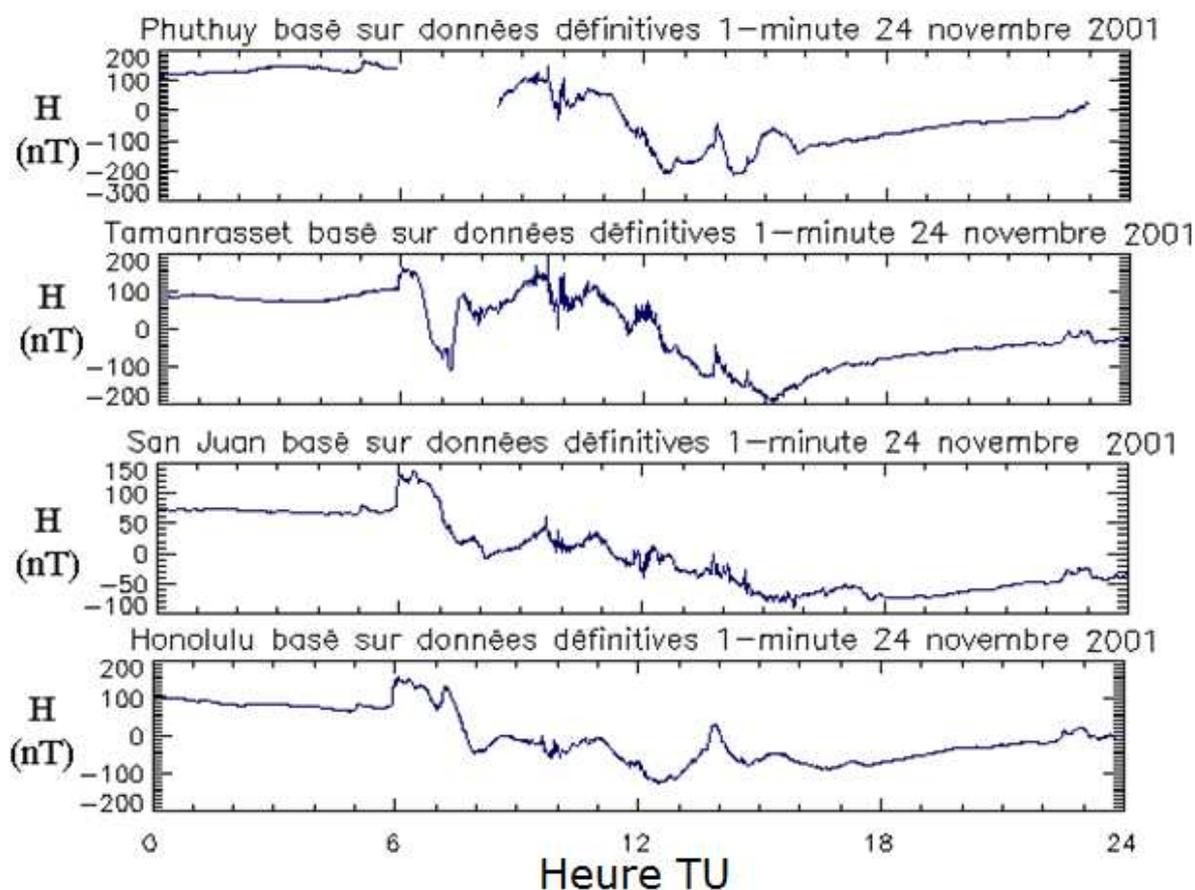


Figure 70 : Enregistrement de la perturbation du 24/11/2001.

La figure 71 montre : A) le développement temporel (en temps local) de la perturbation du 31/03/2001 enregistrée par les différentes stations et B) les conditions du vent solaire. D'après les figures, la perturbation ne se développe pas de la même manière entre les régions du côté nuit et celles du côté jour de la Terre. En effet les signaux enregistrés par les stations d'HON et PHU présentent qualitativement la même évolution, alors que les signaux de TAM, Alibag (ABG) et SGJ montrent des oscillations entre des valeurs positives et négatives. Cependant, en observant les conditions du vent solaire on remarque que l'intensité de la composante B_z du champ magnétique prend des valeurs positives et négatives. L'indice Dst lui aussi présente deux pics un à 9h et l'autre à 21h. D'après la figure 71 (A), la valeur fortement négative de H a été enregistrée durant la nuit à HON, PHU et TAM. Les oscillations observées dans les enregistrements montrent que le processus de développement de la perturbation n'est pas le même et dépend des conditions du site où se fait l'acquisition.

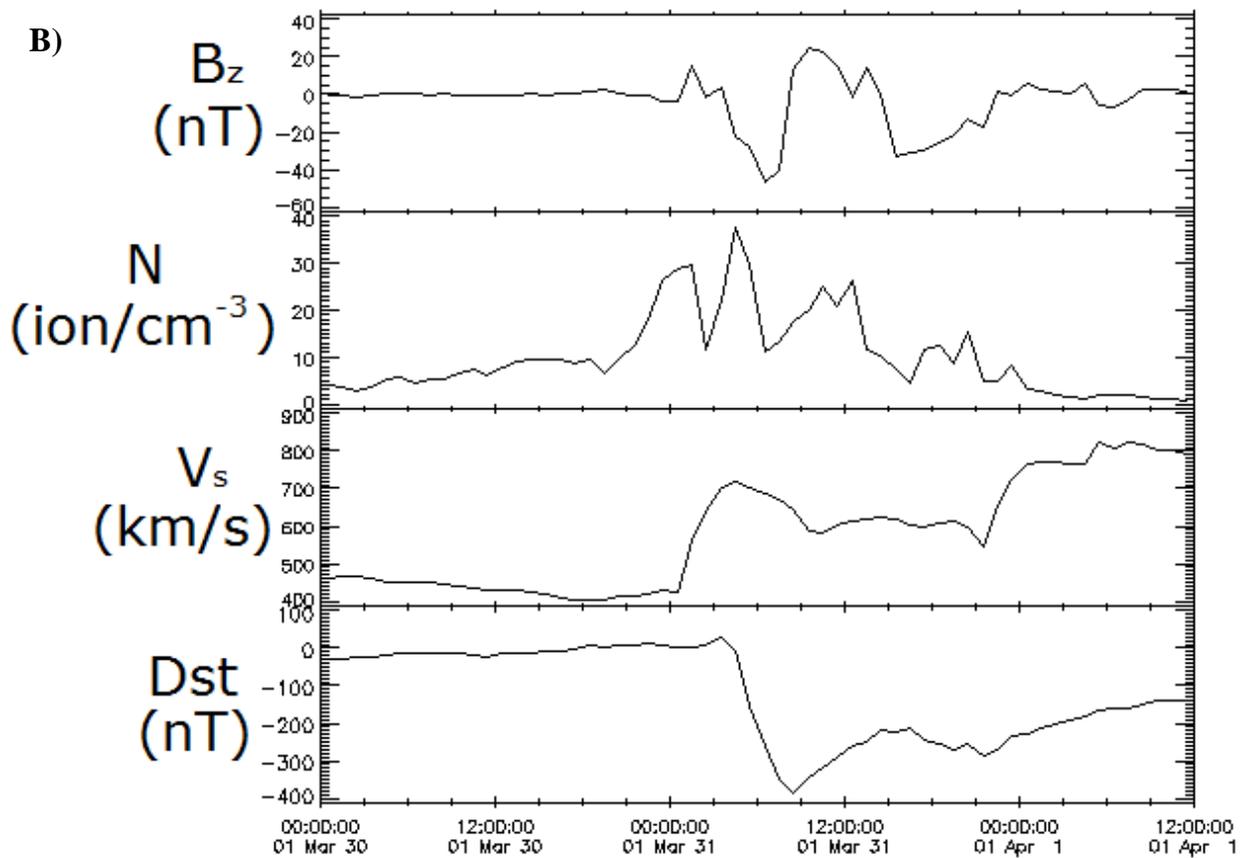
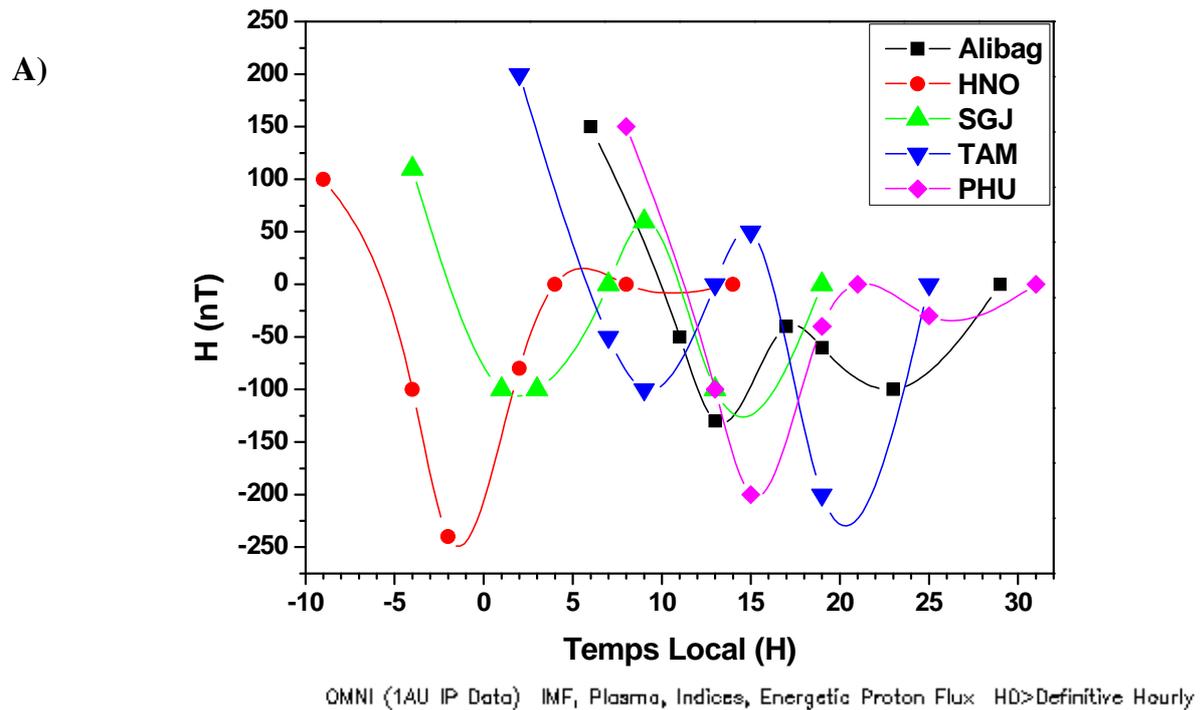


Figure 71 : A) Evolution en temps locale de la perturbation enregistrée le 31/03/2001. B) condition du vent solaire.

Le deuxième exemple est celui de la perturbation du 24/11/2001, figure 72 (A et B). Dans cet exemple la composante B_z varie d'une valeur -10 nT à une valeur de +40 nT ensuite elle descend jusqu'à -40 nT. En plus la perturbation arrivait à la Terre au début de la journée. D'après cette figure, le même comportement que celui de la composante B_z a été enregistré par le magnétomètre de TAM dont la perturbation s'est développée durant le jour. Alors que pour les deux cas extrêmes (HON et PHU) l'enregistrement a été fait durant la nuit pour le cas de HON, et en après midi pour PHU. Pour le cas d'HON l'enregistrement commence d'abord par une décroissance du signal ensuite une faible montée suivie par une deuxième décroissance à une valeur plus négative. Pour le cas de PHU le signal présente une montée jusqu'à la valeur +100 nT suivie par une décroissance et prend la valeur -200 nT ensuite retour à l'état normal. Dans cet exemple la valeur fortement négative a été enregistrée durant le jour pour TAM (à 16 TL) et au début de la nuit pour PHU (à 19 TL).

6.2- Développement des perturbations selon la longitude des stations de mesures :

Afin de mieux comprendre l'asymétrie dans le développement d'une perturbation géomagnétique et l'importance de l'endroit où se trouve le magnétomètre, nous avons tracé dans les figures 73 et 74 l'intensité de la composante H en fonction des coordonnées géographiques des stations pour des temps (TU) précis. D'après ces figures, une asymétrie bien évidente est enregistrée dans la distribution spatiale de la perturbation mettant en évidence la différence dans le développement des perturbations d'une région à une autre. En effet, la valeur de H étant importante dans les deux stations extrêmes (PHU et HON) alors qu'elle est faible à nulle dans les autres régions (TAM, ABG et SGJ) et vice versa. La raison pour laquelle l'asymétrie existe dans la distribution géographique de la perturbation résulte en fait du processus physique menant au développement de la perturbation. Effectivement, le processus responsable de la déclinaison de la composante H diffère d'une région se trouvant dans le côté jour à celle se trouvant dans la nuit [124].

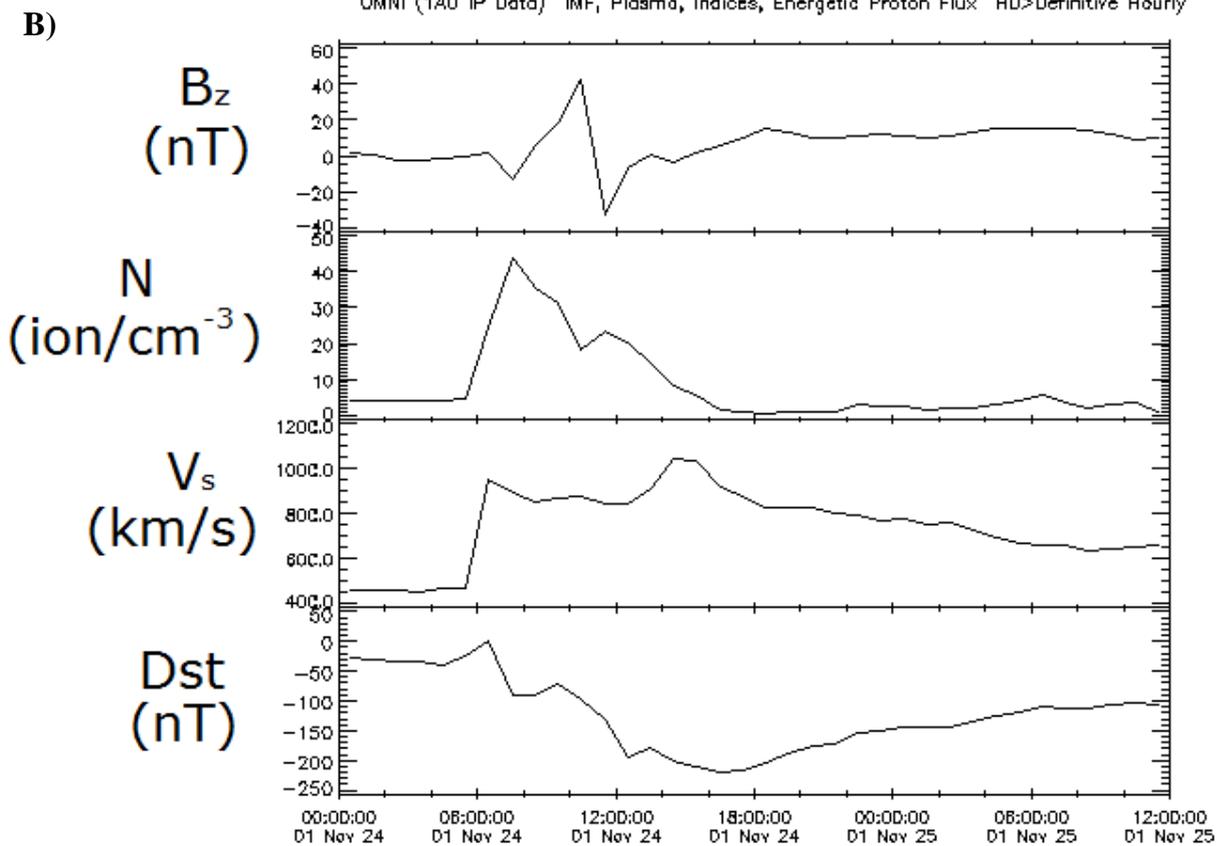
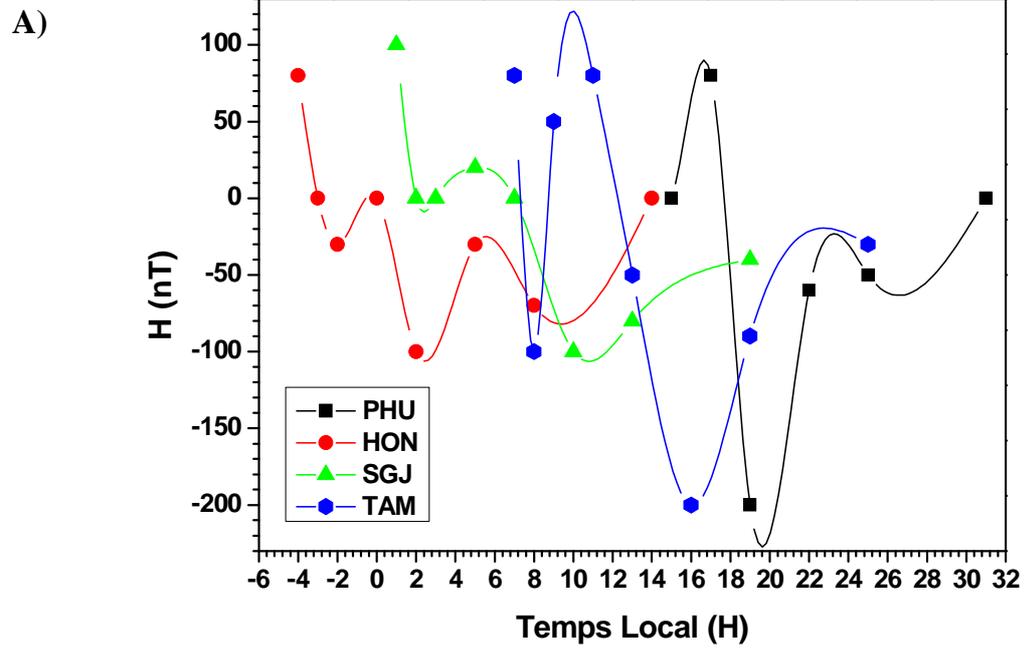


Figure 72 : A) Evolution en temps locale de la perturbation enregistrée le 24/11/2001, B) conditions du vent solaire.

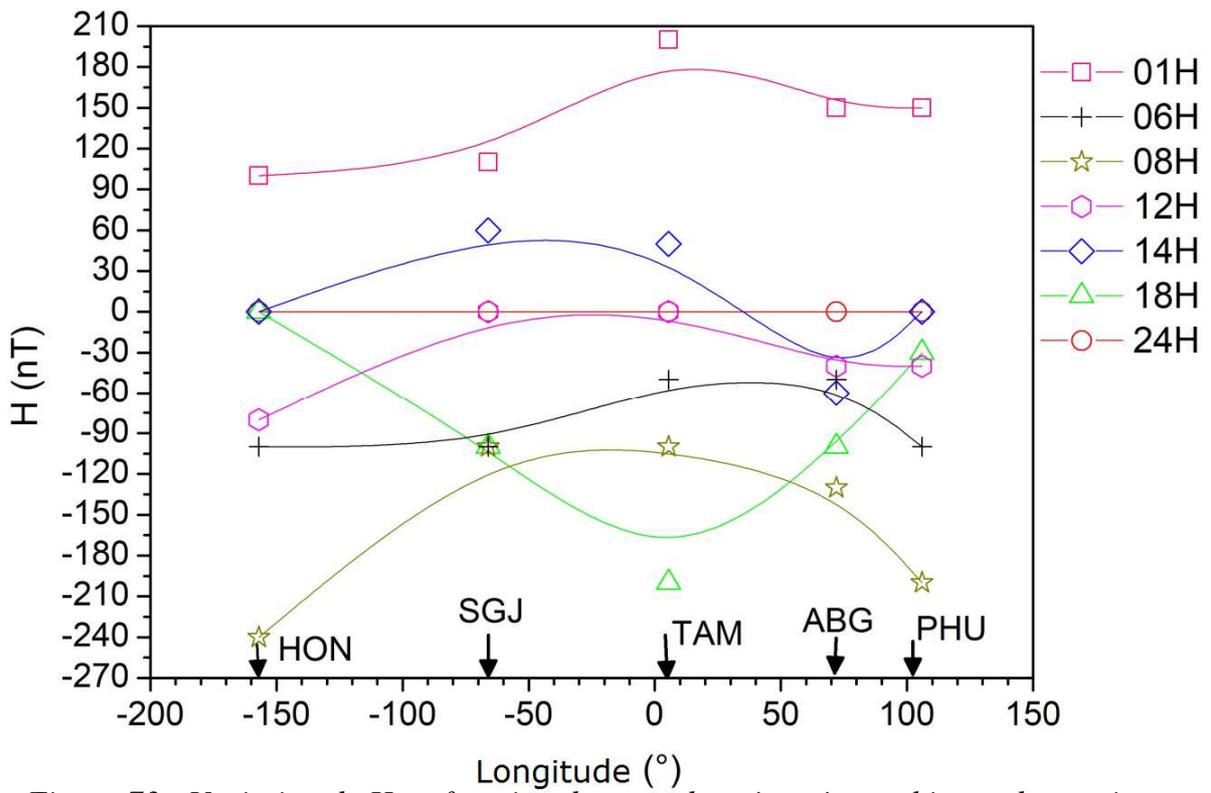


Figure 73 : Variation de H en fonction des coordonnées géographiques des stations.

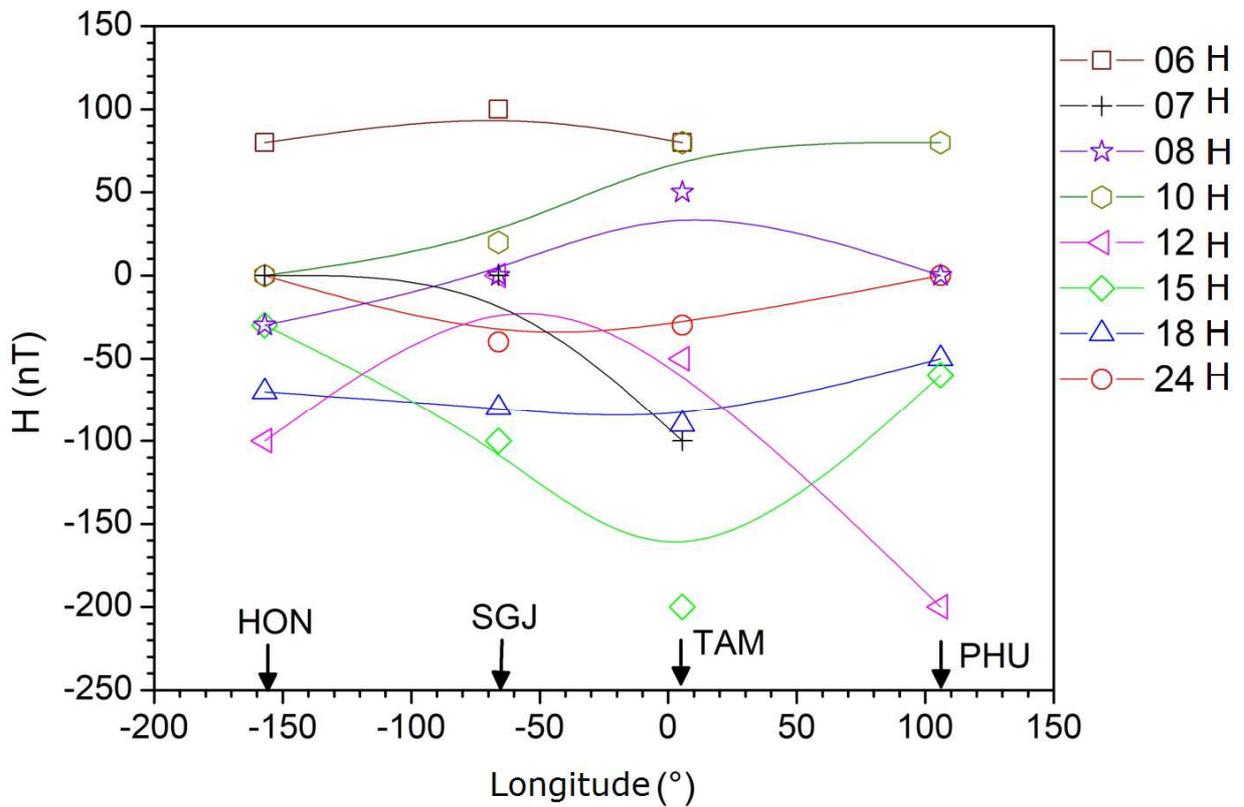


Figure 74 : Variation de H en fonction de la longitude des stations.

Comme plusieurs types de courants peuvent avoir lieu dans le système composé de la magnétosphère et l'ionosphère, la perturbation géomagnétique enregistrée dans les régions de moyennes latitudes résulte donc de la contribution de chaque courant. En effet, durant le jour les courants alignés au champ magnétique (FACs) et le courant de Hall tendent à augmenter le champ mesuré au sol, alors que le courant de Pederson tend à le réduire. La combinaison des courants FAC et de Hall fait apparaître la phase croissante (phase préliminaire) dans l'intensité de H enregistrée dans les régions de moyennes latitudes. Une situation inverse se produit dans le cas du développement de la phase principale de la perturbation (phase décroissante), la partie négative de champ B générée par les courants FAC et de Hall participent au développement de la phase décroissante. Durant la nuit, les courants de Hall et de Pederson tendent à réduire la composante H du champ magnétique de la Terre, tandis que les courants alignés au champ tendent à l'augmenter. Donc si les courants de Hall et de Pederson prédominent, la phase décroissante de l'intensité du champ mesurée apparaîtra dans les régions de moyennes latitudes et dans le cas contraire on observera une croissance de la valeur de H [124]. La valeur de la perturbation est plus faible durant le jour que celle enregistrée la nuit [124-128]. Il est aussi supposé que l'asymétrie résulte de la formation d'un courant annulaire partiel, dans les régions de moyennes latitudes, qui est similaire au courant annulaire équatorial (qui se forme dans les régions équatoriales, ou de Chapman-Ferraro) [129]. En effet, la présence des sous orages apparaît comme des courbes emboîtées du champ magnétique renforcé vers minuit, alors que le courant annulaire partiel apparaît comme des courbes emboîtées du champ magnétique diminué près de la tombée de la nuit. Cette configuration fait apparaître l'asymétrie de la valeur de H mesurée par différentes stations de même latitude [130].

Conclusion

L'étude présentée dans ce manuscrit regroupe quelques aspects sur la relation Soleil-Terre. Commençons par la relation entre les éruptions et les CMEs, les résultats montrent que les éruptions qui émettent du rayonnement X intense (ou de classe C et plus) peuvent causer des CMEs de dimensions différentes. Cette association devient plus accentuée en s'approchant du maximum de l'activité solaire. Les vitesses d'éjection des CMEs deviennent aussi plus élevées au maximum de l'activité et que les CMEs énergétiques sont associées à des éruptions de classe X. Cela étant expliqué par l'apparition des taches solaires (individuelles ou en groupes) de champs magnétiques très intenses. La décomposition des CMEs selon les coordonnées géographiques des régions actives associées, montre que le nombre des CMEs provenant des deux quadrants solaires (Nord et Sud) est identique.

Dans le milieu interplanétaire, les CMEs subissent soit une accélération soit une décélération selon la vitesse du milieu ambiant. La vitesse moyenne d'arrivée de ces CMEs à 1 UA est de 590 km/s. Avec une telle vitesse, l'éjection met 3 jours pour atteindre la Terre. Pour la pression du flux de l'ICME (CME Interplanétaire), elle augmente en s'approchant du maximum d'activité solaire et elle est élevée si l'éruption solaire associée au CME est de classe élevée. La composante B_z du champ magnétique est aussi fortement négative au maximum de l'activité solaire. D'autant plus, les éruptions de classes élevées (M et X) associées aux CMEs ont des champs magnétiques d'intensités élevées. Cela est la preuve d'une forte conversion de l'énergie magnétique en accélération des particules dans les boucles magnétiques et énergie d'échappement à la gravité solaire. La distribution longitudinale de la composante B_z montre une asymétrie est-ouest. Les éjections provenant de l'ouest du disque solaire ont des valeurs de B_z fortement négatives que celles situées à l'Est. La seule explication donnée pour cette asymétrie est qu'elle est peut être due à la reconnexion du champ magnétique spiral provenant du Soleil avec l'orbite de la Terre, mais cela reste à étudier.

La relation entre les propriétés des ICMEs dans le milieu interplanétaire et les perturbations géomagnétiques sont d'une importance capitale puisque elle permet d'établir une loi de prédiction qui sera un outil d'alerte. Comme la distribution longitudinale de B_z présente une asymétrie, il est alors important de décomposer les évènements selon les coordonnées longitudinales des régions sources. Les résultats montrent que la corrélation entre l'indice Dst et la composante B_z seule n'est pas précise indépendamment de la longitude. D'autant plus, l'approche par une fonction linéaire est trop dispersée. Il est alors indispensable de prendre en considération la vitesse de l'ICME puisque son champ électrique est proportionnel au produit $V \times B_z$. Contrairement aux travaux précédents, nous avons opté pour une fonction en loi de puissance au lieu d'une régression linéaire pour corréler l'indice Dst et $V \times B_s$. Comme montré dans la figure 43, l'approche par une loi de puissance donne de meilleurs résultats qu'une régression linéaire et décrit bien la partie de quasi-saturation de Dst (entre -200 et -500). Nous avons préféré fixer l'exposant dans la loi de puissance à 0.5 puisque dans la surface du choc la vitesse de l'ICME, qui était supersonique, devient, sous l'effet des chocs, subsonique. En plus de ça, la compression de la magnétosphère par le vent solaire engendre une contre-réaction de la magnétosphère pour équilibrer la pression et limiter le transfert de l'énergie depuis le vent solaire vers la magnétosphère.

Il est alors important d'étudier et voir les variations des propriétés de la magnétosphère interne durant l'activité solaire afin de pouvoir éclaircir le rôle de la magnétosphère contre l'effet du vent solaire. Malgré que nous n'ayons pas encore abouti à une prédiction exacte de l'intensité d'une perturbation géomagnétique, nous avons pu faire le lien entre les éruptions et les CMEs énergétiques, leurs distributions durant le cycle de l'activité solaire, la corrélation entre les vitesses des CMEs et celles de leurs homologues interplanétaires 'ICMEs' à 1AU, l'importance de la longitude de la région source du CME dans l'intensité de la perturbation géomagnétique. Nous avons aussi montré que l'interaction entre le vent solaire, en particulier l'ICME, et la magnétosphère

n'est pas un processus linéaire et que l'indice Dst varie en loi de puissance en fonction du produit $V \times B_z$.

Dans le cas des mesures des signaux TBFs, nous avons montré que la densité de puissance seuil du rayonnement X pouvant causer une perturbation du signal est de 1.2×10^{-6} W/m². Cette valeur pourra être améliorée avec un traitement du signal adéquat. En plus de la densité de puissance seuil, les données montrent que l'allure de la perturbation ne dépend pas de la classe de l'éruption solaire. La même perturbation peut causer une décroissance dans un chemin et une croissance dans un autre, cela étant dû à la structure modale du signal près de l'émetteur. Cela étant vérifié en observant les données des différents récepteurs du réseau AWESOME, où il apparaît clairement qu'une perturbation oscillante, enregistrée dans différents chemins, son minimum arrive aux récepteurs à des temps différents. Nous ne pouvons pas juger définitivement ce problème puisque les résultats restent préliminaires et nécessitent plus d'études statistiques sur plusieurs évènements.

Concernant les perturbations des signaux TBFs dues aux phénomènes lumineux transitoires (ou TLE), le problème d'association entre ces phénomènes et les perturbations des signaux reste encore un sujet de recherche. Dans les résultats de Haldoupis et al. [113, 118], l'activité était à une grande distance du récepteur et seuls les évènements intenses et proches de l'émetteur ont été observés. Par contre, dans nos observations nous avons analysé des données de différents récepteurs et dans différentes géométries : près du récepteur, près de l'émetteur et entre l'émetteur et le récepteur. Les résultats contredisent la conclusion rapportée par Haldoupis et al. sur la causalité TLE et la perturbation du signal TBF. Des perturbations en absence de TLEs ont été individuellement observées dans les chemins TBF traversant la région où s'est produit l'éclair. L'absence des perturbations dans les autres signaux était attribuée à la dimension étroite de la région affectée de la couche D. Cette analyse réseau nous a permis de donner des critères sur l'association TLEs et les perturbations des signaux TBFs. En effet, dans le cas où les

cameras ne peuvent pas observer les TLEs et que des perturbations des signaux TBFs enregistrées au même temps dans différents chemins, on peut supposer donc l'existence d'un TLE non observé. Les propriétés des perturbations : temps de l'évènement, lieu, l'éclair parent associé, seront donc obtenues depuis les données du récepteur le plus proche de l'évènement. Le réseau AWESOME permet alors de suivre l'évolution d'une activité orageuse durant son passage à travers le réseau. Cela étant très important pour étudier et comprendre le transfert d'énergie entre l'ionosphère et l'atmosphère (connue sous le nom de : Atmospheric Electricity). Il est aussi possible depuis les données du réseau AWEOME de faire le lien entre la précipitation des électrons énergétiques, piégés dans la ceinture de Van Allen, et les effets solaires.

Pour les mesures du réseau INTERMAGNET sur les fluctuations du champ magnétique mesurées au sol, les résultats montrent que le développement longitudinal d'une perturbation géomagnétique diffère d'une station à une autre. La compétition entre les courants (FAC, Pederson et Hall) contrôle l'intensité et l'allure de la perturbation enregistrée dans les stations de moyennes latitudes. Il est intéressant de voir aussi la différence latitudinale dans le développement des perturbations géomagnétiques afin de voir la contribution du courant de Chapman Ferraro qui affecte principalement les régions équatoriennes.

Bibliographie

- [1] Pallavicini, R., Serio, S., and Vaiana, G.S, A survey of soft X-ray limb flare images- The relation between their structure in the corona and other physical parameters. *ApJ*, 216:108-122. 1977.
- [2] Nagendra. K, P. Kumar, S. Singh & A. Kumar, Damping of Slow Magnetoacoustic Waves in an Inhomogeneous Coronal Plasma, *ApJ*. **29**, 243–248. 2008
- [3] Priest, E. R., Foley, C. R., Heyvaerts, J., Arber, T. D., Mackay, D., Culhane, J. L., Acton, L. W., A method to determine the heating mechanism of the solar corona, *ApJ*, 539, 1002. 2000.
- [4] Cranmer.S.R, Adriaan A. van Ballegooijen, and Richard J. Edgar, self consistent coronal heating and solar wind acceleration from anisotropic magneto-hydrodynamic turbulence, *ApJ, Supplement Series*, 171:520Y551, 2007.
- [5] Suzuki.T.K, Coronal heating and wind acceleration by nonlinear Alfvén waves global simulations with gravity, radiation, and conduction, *Nonlinear Processes in Geophysics*, 15, 295–304, 2008.
- [6] Ofman, L., Three-fluid model of the heating and acceleration of the fast solar wind, *J. Geophys. Res.*, 109, A07102, doi:10.1029/2003JA010221, 2004.
- [7] Parker.E, Dynamics of the Interplanetary Gas and Magnetic Fields. *ApJ* **128**: 664. doi:10.1086/146579. 1958
- [8] Gurnett, D.A., Anderson, R.R. and Tokar, R.L., “Plasma oscillations and the emissivity of type III radio bursts”, in *Radio Physics of the Sun*, (Eds.) Kundu, M.R., Gergely, T.E., IAU symposium no. 86, held in College Park, Md. U.S.A., August 7 – 10, 1979, pp. 369–379, D. Reidel, Dordrecht; Boston. 1980.
- [9] Schwenn, R., “Large-Scale Structure of the Interplanetary Medium”, in *Physics of the Inner Heliosphere, Vol. I: Large-Scale Phenomena*, (Eds.) Schwenn, R., Marsch, E., vol. 20 of *Physics and Chemistry in Space*, pp. 99–181, Springer, Berlin; New York. 1990.
- [10] Kellogg, P.J., Fundamental emission in three type III solar bursts, *ApJ.*, 236, 696–700, 1980.

- [11] Reiner, M.J., Fainberg, J. and Stone, R.G., Large-Scale Interplanetary Magnetic Field Configuration Revealed by Solar Radio Bursts, *Science*, 270, 461–464, 1995.
- [12] Baumbach, M.M., Kurth, W.S. and Gurnett, D.A., Direction-finding measurements of type III radio bursts out of the ecliptic plane, *Solar Physics*, 48, 361–380, 1976.
- [13] Lin, R.P., Relationship of solar flare accelerated particles to solar energetic particles (SEPs) observed in the interplanetary medium, *Adv. Space Res.*, 35, 1857–1863, 2005.
- [14] Cane, H.V., The evolution of interplanetary shocks, *J. Geophys. Res.*, 90, 191–197, 1985.
- [15] Cliver, E.W., Kahler, S.W. and Reames, D.V., Coronal Shocks and Solar Energetic Proton Events, *ApJ.*, 605, 902–910, 2004.
- [16] Cliver, E.W., Webb, D.F. and Howard, R.A., On the origin of solar metric type II bursts, *Solar Physics.*, 187, 89–114, 1999.
- [17] Cane, H.V. and Erickson, W.C., Solar Type II Radio Bursts and IP Type II Events, *ApJ.*, 623, 1180–1194, 2005.
- [18] Cane, H.V. and Reames, D.V., Some statistics of solar radio bursts of spectral types II and IV, *ApJ.*, 325, 901–904, 1988.
- [19] Gopalswamy, N., Kaiser, M.L., Lepping, R.P., Kahler, S.W., Ogilvie, K.W., Berdichevsky, D., Kondo, T., Isobe, T. and Akioka, M., Origin of coronal and interplanetary shocks: A new look with WIND spacecraft data, *J. Geophys. Res.*, 103, 307–316, 1998.
- [20] Wagner, W.J. and MacQueen, R.M., The excitation of type II radio bursts in the corona, *A&A.*, 120, 136–138, 1983.
- [21] Mann, G., Klassen, A., Aurass, H. and Classen, H.-T., Formation and development of shock waves in the solar corona and the near-Sun interplanetary space, *A&A.*, 400, 329–336, 2003.
- [22] Reames, D.V., Solar energetic particle variations, *Adv. Space Res.*, 34, 381–390, 2004.
- [23] Bieber, J.W., Clem, J., Evenson, P., Pyle, R., Ruffolo, D. and S/aiz, A., Relativistic solar neutrons and protons on 28 October 2003, *Geophys. Res. Lett.*, 32, 3, 2005.

- [24] Schwenn, R., Space Weather: The Solar Perspective Living Rev. Solar Phys., 2006.
- [25] Brueckner, G.E., “The Behaviour of the Outer Solar Corona ($3R_s$ to $10R_s$ during a Large Solar Flare Observed from OSO-7 in White Light”, in Coronal Disturbances, (Ed.) Newkirk Jr, G., IAU Symposium no. 57, Australia, 7 – 11 September, 1973, pp. 333–334, Reidel, Dordrecht; Boston, 1974.
- [26] Gosling, J.T., Hildner, E., MacQueen, R.M., Munro, R.H., Poland, A.I. and Ross, C.L., Mass ejections from the sun - A view from SKYLAB, J. Geophys. Res., 79, 4581–4587, 1974.
- [27] Gopalswamy, N., 2004, A global picture of CMEs in the inner heliosphere, in The Sun and the Heliosphere as an Integrated System, (Eds.) Poletto, G., Suess, S.T., vol. 317 of Astrophysics and Space Science Library, Kluwer Dordrecht, 201–251, 2004.
- [28] Cremades, H. and Bothmer, V., On the three-dimensional configuration of coronal mass ejections, A&A., 422, 307–322, 2004.
- [29] Yashiro, S., Gopalswamy, N., Michalek, G., St Cyr, O.C., Plunkett, S.P., Rich, N.B. and Howard, R.A., A catalog of white light coronal mass ejections observed by the SOHO spacecraft, J. Geophys. Res., 109, 7105, 2004.
- [30] Moon, Y.J., Choe, G.S., Wang, H., Park, Y.D., Gopalswamy, N., Yang, G. and Yashiro, S., A Statistical Study of Two Classes of Coronal Mass Ejections, ApJ., 581, 694–702, 2002.
- [31] Zhang, J., Dere, K.P., Howard, R.A. and Vourlidas, A., A Study of the Kinematic Evolution of Coronal Mass Ejections, ApJ., 604, 420–432, 2004.
- [32] Chen, J. and Krall, J., Acceleration of coronal mass ejections, J. Geophys. Res., 108(A11), 1410, 2003.
- [33] Bravo, S., Blanco-Cano, X. and Lopez, C., Characteristics of interplanetary magnetic clouds in relation to their solar association, J. Geophys. Res., 104, 581–592, 1999.
- [34] Mikic, Z. and Linker, A.J., The initiation of coronal mass ejections by magnetic shear, in Coronal Mass Ejections, (Eds.) Crooker, N., Joselyn, J.A., Feynman, J., vol. 99 of Geophysical Monograph, 57–64, American Geophysical Union, Washington, DC, 1997.

- [35] Martin, S.F., Signs of helicity in solar prominences and related features, *Adv. Space Res.*, 32, 1883–1893, 2003.
- [36] Moore, R.L., Sterling, A.C., Hudson, H.S. and Lemen, J.R., Onset of the Magnetic Explosion in Solar Flares and Coronal Mass Ejections, *ApJ.*, 552, 833–848, 2001.
- [37] Innes, D.E., Curdt, W., Schwenn, R., Solanki, S., Stenborg, G. and McKenzie, D.E., Large Doppler Shifts in X-Ray Plasma: An Explosive Start to Coronal Mass Ejection, *ApJ. Lett.*, 549, 249–252, 2001.
- [38] Balmaceda, L., dal Lago, A., Stenborg, G., Francile, C., Gonzalez, W.D. and Schwenn, R., Continuous tracking of CMEs using MICA, and LASCO C2 and C3 coronagraphs, *Adv. Space Res.*, 32, 2625–2630, 2003.
- [39] Zhang, M., Golub, L., DeLuca, E., and Burkepile., J. The timing of flares associated with the two dynamical types of solar coronal mass ejection. *ApJ*, 574, 97-100, 2002.
- [40] Priest, E.E.R. and Forbes, T.G. The magnetic nature of solar flares. *A&A. Revs.* 10, 313-377, 2002.
- [41] Thejappa, G., and R. J. MacDowall, Fragmented structure of interplanetary type II burst, *J. Geophys. Res.* 106, 25313-25324, 2001.
- [42] Tsurutani, B.T., Smith, E.J., Gonzalez, W.D., Tang, F. and Akasofu, S.I., Origin of interplanetary southward magnetic fields responsible for major magnetic storms near solar maximum. (1978–1979), *J. Geophys. Res.*, 93, 8519–8531, 1988.
- [43] McComas, D.J., Gosling, J.T., Winterhalter, D. and Smith, E.J., Interplanetary magnetic field draping about fast coronal mass ejecta in the outer heliosphere, *J. Geophys. Res.*, 93, 2519–2526, 1988.
- [44] Burlaga, L.F., Terminology for Ejecta in the Solar Wind, *Eos Trans. AGU*, 82, 433, 2001.
- [45] Hirshberg, J., Asbridge, J.R. and Robbins, D.E., The Helium-Enriched Interplanetary Plasma from the Proton Flares of August/September 1966, *Solar Phys.*, 18, 313, 1971.
- [46]. Schwenn, R., Rosenbauer, H. and Muhlhauser, K.-H., Singly-ionized helium in the driver gas of an interplanetary shock wave, *Geophys. Res. Lett.*, 7, 201–204, 1980.

- [47] Rodriguez, L., Woch, J., Krupp, N., Fränz, M., von Steiger, R., Forsyth, R.J., Reisenfeld, D.B. and Glaumeier, K.-H., A statistical study of oxygen freezing-in temperature and energetic particles inside magnetic clouds observed by Ulysses, *J. Geophys. Res.*, 109, A01108, 2004.
- [48] Richardson, I.G. and Cane, H.V., Regions of abnormally low proton temperature in the solar wind (1965–1991) and their association with ejecta, *J. Geophys. Res.*, 100, 23397–23412, 1995.
- [49] Cane, H.V., Richardson, I.G., von Rosenvinge, T.T. and Wibberenz, G., Cosmic ray decreases and shock structure: A multispacecraft study, *J. Geophys. Res.*, 99, 21429–21441, 1994.
- [50] Palmer, I.D., Allum, F.R. and Singer, S., Bidirectional anisotropies in solar cosmic ray events - Evidence for magnetic bottles, *J. Geophys. Res.*, 83, 75–90, 1978.
- [51] Gosling, J.T., Baker, D.N., Bame, S.J., Feldman, W.C., Zwickl, R.D. and Smith, E.J., Bidirectional solar wind electron heat flux events, *J. Geophys. Res.*, 92, 8519–8535, 1987.
- [52] Burlaga, L.F., Sittler, E., Mariani, F. and Schwenn, R., Magnetic loop behind an interplanetary shock: Voyager, Helios, and IMP 8 observations, *J. Geophys. Res.*, 86, 6673–6684, 1981.
- [53] Webb, D.F., Cliver, E.W., Gopalswamy, N., Hudson, H.S. and St Cyr, O.C., The solar origin of the January 1997 coronal mass ejection, magnetic cloud and geomagnetic storm, *Geophys. Res. Lett.*, 25, 2469–2472, 1998.
- [54] Burlaga, L.F., Fitzenreiter, R.J., Lepping, R.P., Ogilvie, K.W., Szabo, A., Lazarus, A.J., Steinberg, J.T., Gloeckler, G., Howard, R.A., Michels, D.J., Farrugia, C.J., Lin, R.P. and Larson, D.E., A magnetic cloud containing prominence material: January 1997, *J. Geophys. Res.*, 103 (A1), 277–285, 1998.
- [55] Marubashi, K., Structure of the interplanetary magnetic clouds and their solar origins, *Adv. Space Res.*, 6, 335–338, 1986.
- [56] Tsurutani, B.T., Gonzalez, W.D., Zhou, X.-Y., Lepping, R.P. and Bothmer, V., Properties of slow magnetic clouds, *Journal of Atmospheric and Solar-Terrestrial Physics*, 66, 147–151, 2004.

- [57] Russell, C.T, the Solar Wind Interaction with the Earth's Magnetosphere: A Tutorial. IEEE Transactions on Plasma Science, vol. 28, n°6, 1818-1830. 2000
- [58] J.W. Dungey, The structure of the exosphere or adventures in velocity space, in *Geophysics: The Earth's Environment*, edited by C. Dewitt, J. Hieblot, and A. Lebeau, 505-550, Gordon and Breach, New York, 1963.
- [59] J.W. Dungey, Interplanetary magnetic field and the auroral zones, *Phys. Rev. Lett.*, 6, 47-48, 1961.
- [60] J.A. Fedder, and J. G. Lyon, The solar wind-magnetosphere-ionosphere current-voltage relationship, *Geophys. Res. Lett.*, 14, 880, 1987.
- [61] A.J. Dessler and E.N. Parker, Hydromagnetic theory of magnetic storms, *J. Geophys. Res.*, 64, 2239-2259, 1959.
- [62] N. Sckopke, A general relation between the energy of trapped particles and the disturbance field near the Earth, *J. Geophys. Res.*, 71, 3125, 1966.
- [63] C.T. Russell, R.L. McPherron, and R.K. Burton, On the cause of geomagnetic storms, *J. Geophys. Res.*, 79(7), 1105-1109, 1974.
- [64] R.K. Burton, R.L. McPherron, and C.T. Russell, An empirical relationship between interplanetary conditions and Dst, *J. Geophys. Res.*, 80(31), 4204-4214, 1975.
- [65] N.U. Crooker, J. Joselyn, and J. Feynman., Coronal Mass Ejections: Causes and Consequences, *Geophysical Monograph 29*, AGU, Washington DC., 1997.
- [66] Rodger, C. J. and Nunn, D, VLF scattering from red sprites: Application of numerical modelling, *Radio Science*, 34, 923–932, 1999.
- [67] Wescott, E. M., Sentman, D., Osborne, D., Hampton, D., and Heavner, M., Preliminary results from the Sprite94 aircraft campaign: 2. Blue jets, *Geophys. Res. Lett.*, 22, 1209–1212, 1995.
- [68] Wescott, E. M., Sentman, D. D., Stenbaek-Nielsen, H. C., Huet, P., Heavner, M. J., and Moudry, D. R.: New evidence for the brightness and ionization of blue starters and blue jets, *J. Geophys. Res.*, 106, 21 549–21 554, 2001.
- [69] Heavner, M. J., Sentman, D. D., Moudry, D. R., and Wescott, E. M.: Sprites, Blue Jets, and Elves: Optical Evidence of Energy Transport Across the Stratopause, in:

Atmospheric Science Across the Stratopause, vol. 123 of AGU monograph, pp. 69–82, AGU, 2000.

[70] Wescott, E. M., Sentman, D. D., Heavner, M. J., Hampton, D. L., Lyons, W. A., and Nelson, T.: Observations of ‘Columniform’ sprites, *Journal of Atmospheric and Solar-Terrestrial Physics*, 60, 733–740, 1998.

[71] Mende, S. B., Rairden, R. L., Swenson, G. R., and Lyons, W. A.: Sprite Spectra; N2 1 PG band identification, *Geophys. Res. Lett.*, 22, 2633–2636, 1995.

[72] Barrington-Leigh, C. P. and Inan, U. S.: Elves triggered by positive and negative lightning discharges, *Geophys. Res. Lett.*, 26, 683–686, 1999.

[73] Neubert, T., T. H. Allin, E. Blanc, T. Farges, C. Haldoupis, A. Mika, S. Soula, L. Knutsson, O. Van der Velde, R. A. Marshall, U. S. Inan, G. Satori, J. Bor, A. Hughes, A. Collier, S. Laursen, and I. L. Rasmussen, Co-ordinated observations of transient luminous events during the EuroSprite2003 campaign, *Journal of Atmospheric and Solar-Terrestrial Physics*, 67, 807–820, 2005. doi:10.1016.2005.02.004.

[74] H. Cremades and V. Bothmer, on the three-dimensional configuration of coronal mass ejections, *A&A* 422, 307–322. 2004. DOI: 10.1051/0004-6361:20035776.

[75] J. Zhang, K. P. Dere, R. A. Howard, and V. Bothmer, Identification of solar sources of major geomagnetic storms between 1996 and 2000, *The ApJ*, 582:520–533, 2003.

[76] Tousey, R., Howard, R.A. and Koomen, M.J., The Frequency and Nature of Coronal Transient Events Observed by OSO-7*, *Bull. American Astron. Soc.*, 6, 295. 1974

[77] Webb, D. F., & Howard, R. A., The solar cycle variation of coronal mass ejections and the solar wind mass flux, *J. Geophys. Res.*, 99, 4201, 1994.

[78] N. Gopalswamy, Lara, A., Yashiro, S., Nemes, S., Howard, R.A., Coronal Mass Ejection activity during the solar cycle 23, *ApJ*. 27, 243–254. 2006.

[79] N. Gopalswamy, S. Akiyama, S. Yashiro, G. Michalek, R.P. Lepping, Solar sources and geospace consequences of interplanetary magnetic clouds observed during solar cycle 23, *Journal of Atmospheric and Solar-Terrestrial Physics* 70 (2008) 245–253.

[80] S. Naitamori, Coronal Mass Ejection: their sources and geomagnetic disturbances, *Solar Variability and Earth Climate*, Mem. S.A.It. Vol. 76, 1011 c SAIIt 2005.

- [81] N. Gopalswamy, Halo coronal mass ejections and geomagnetic storms, *Earth Planets Space*, **61**, 1–3, 2009.
- [82] J. Krall, V. B. Yurchyshyn, S. Slinker, R. M. Skoug, J. Chen, Flux Rope Model of the 2003 October 28–30 Coronal Mass Ejection and Interplanetary Coronal Mass Ejection, *The ApJ*, 642:541-553, 2006.
- [83] C.-C. Wu, C.D. Fry, M. Dryer, S.T. Wu, B. Thompson, Kan Liou and X.S. Feng, Three-dimensional global simulation of multiple ICMEs' interaction and propagation from the Sun to the heliosphere following the 25–28 October 2003 solar events, *Advances in Space Research*, 40, 1827-1834. 2007.
- [84] C. Cid, M. A. Hidalgo, E. Saiz, Y. Cerrato and J. Sequeiros, Sources of intense geomagnetic storms over the rise of solar cycle 23, *Solar Physics*, 223, 231–243, 2004.
- [85] Yu. I. Yermolaev, M. Yu. Yermolaev, I. G. Lodkina, and N. S. Nikolaeva, Statistical Investigation of Heliospheric Conditions Resulting in Magnetic Storms: 2, *Cosmic Research*, Vol. 45, No. 6, pp. 461–470. 2007
- [86] Yihua, Y., Y. Liu, M. Akioka and F. Wei, the magnetic topological structure and energy of the 2B/X2 flare in NOAA 8100, *Solar Physics*, 201, 337–355, 2001.
- [87] Säm Krucker, S. M. White, and R. P. Lin, solar flare hard X-ray emission from the high corona, *The ApJ*, 669, 49–52, 2007.
- [88] Palmroth, M., P. Janhunen, T. I. Pulkkinen, and H. E. J. Koskinen, Ionospheric energy input as a function of solar wind parameters: global MHD simulation results, *Ann. Geo-phys.*, 22, 549, 2004.
- [89] Palmroth, M., T. I. Pulkkinen, P. Janhunen, D. J. McComas, C. W. Smith, and H. E. J. Koskinen, Role of solar wind dynamic pressure in driving ionospheric Joule heating, *J. Geophys. Res.*, 109, A11302, doi: 10.1029/2004JA010529, 2004.
- [90] Siscoe, G. L., R. L. McPherron, and V. K. Jordanova, Diminished contribution of ram pressure to Dst during magnetic storms, *J. Geophys. Res.*, 110, A12227, doi: 10.1029/2005JA011120, 2005.

- [91] Y. M. Wang, P. Z. Ye, S. Wang, G. P. Zhou and J. X. Wang, A statistical study on the geoeffectiveness of Earth-directed coronal mass ejections from March 1997 to December 2000, *J. Geophys. Res.*, Vol. 107, 1340, 9, doi:10.1029/2002JA009244. 2002
- [92] T. Bleier, F. Freund, Earthquake Predictor. *IEEE Spectrum*, Dec. 2005. pp. 3-8.
- [93] Wait, J. R. & Spies, K. P. 1964. Characteristics of the earth-ionosphere waveguide for VLF radio waves. *NBS Tech. Note* No. 300.
- [94] Kreplin, R.W., Chubb, T.A., Friedman, H., X-Ray and Lyman-Alpha Emission from the Sun as Measured from the NRL SR-1 Satellite. *J. Geophys. Res.*, 67, 2231. 1962.
- [95] Kaufmann, P., L. R. Rizzo Pizza, J. H. Fernandez, and M. Rocha da Silva, Solar flares notproducing sudden phase advances, *J. Geophys. Res.*, 107(A8), 1219, doi:10.1029/2001JA000292. 2002
- [96] McRae, W. M., and N. R. Thomson, Solar flare induced ionospheric D region enhancements from VLF phase and amplitude observations, *Journal of Atmospheric and Solar-Terrestrial Physics*, 66, 77–87, doi:10.1016/j.jastp. 2004.
- [97] Kaufmann, P., Paes de Barros, M.H., on the relation of SPA measured at VLF to solar microwave burst energy, *Solar Physics*, 9, 478, 1969.
- [98] McRae, W. M. and N. R. Thomson, Solar flare induced ionospheric D-region enhancements from VLF phase and amplitude observations, *Journal of Atmospheric and Solar-Terrestrial Physic.*, 66, 77-87, 2004.
- [99] Satori, G., Williams, E., Mushtak, V., Response of the Earth ionosphere cavity resonator to the 11-year solar cycle in X-radiation, *Journal of Atmospheric and Solar-Terrestrial Physics*, 67, 553. 2005
- [100] Jean-Pierre Raulina,_, Alessandra Abe Pacinia,b, Pierre Kaufmann,c, Emilia Correiaa,b, Maria Aparecida G. Martinez, On the detectability of solar X-ray flares using very low frequency sudden phase anomalies, *Journal of Atmospheric and Solar-Terrestrial Physics*, 68, 1029–1035, 2006
- [101] D. P. Grubor, D. M. Sulic, and V. Zigman, Classification of X-ray solar flares regarding their effects on the lower ionosphere electron density profile, *Ann. Geophys.*, 26, 1731–1740, 2008.

- [102] Pasko, V.P, and U.S. Inan, Recovery signatures of lightning associated VLF perturbations as a measure of the lower ionosphere, *J. Geophys. Res.* 99, (A9), 17, 523-17,537, 1994.
- [103] Inan, U. S., and J. V. Rodriguez, VLF signatures of lightning-induced heating and ionisation of the nighttime D region, *Geophys. Res. Lett* 20, 2355-2358, 1993.
- [104] Peter, W. B. and U. S. Inan, A quantitative comparison of lightning-induced electron precipitation and VLF signal perturbations, *J. Geophys. Res.*, 112, A12212, doi:10.1029/2006JA012165, 2007.
- [105] Lauben, D. S., U. S. Inan, and T. F. Bell, Poleward-displaced electron precipitation from lightning-generated oblique whistlers, *Geophysical. Res. Lett.*, 26(16), 2633–2636, 1999.
- [106] Haldoupis, C., T. Neubert, U. S. Inan., A. Mika, T. H. Allin., and R. A. Marshall, Subionospheric early VLF signal perturbations observed in one-to-one association with sprites, *J. Geophys. Res.* (109), A10303, doi:10.1029/2004JA010651, 2004.
- [107] Mika, A., C. Haldoupis, R. A. Marshall, T. Neubert, U. S. Inan, Subionospheric VLF signatures and their association with sprites observed during EuroSprite-2003, *Journal of Atmospheric and Solar-Terrestrial Physics*, (67), 1580-1597, 2005.
- [108] Marshall, R. A. and U. S. Inan, Possible Direct Cloud-to-Ionosphere Current Evidenced by Sprite-Initiated Secondary TLEs, *Geophysical. Res. Lett.*, 34, L05806, doi:10.1029/2006GL028511, 2007
- [109] Rodger, C. J., M. Cho, M. A. Clilverd, and M. J. Rycroft, Lower ionospheric modification by lightning EMP: Simulation of the night ionosphere over the United States, *Geophys. Res. Lett.*, 28(2), 199-202, 2001.
- [104] Marshall, R. A., U. S. Inan, and T. W. Chevalier, Early VLF perturbations caused by lightning EMP-driven dissociative attachment, *Geophys. Res. Lett.*, 35, L21807, doi:10.1029/2008GL035358, 2008.
- [111] C. Haldoupis, N. Amvrosiadi, B. R. T. Cotts, O. van der Velde, O. Chanrion and T. Neubert: More evidence for a one-to-one correlation between Sprites and Early VLF perturbations, *J. Geophys. Res.*, 115, A07304, doi: 10.1029/2009JA015165, 2010.

- [112] São Sabbas, F. T. S., D. D. Sentman, E. M. Wescott, J. O. Pinto, J. O. Mendes, and M. J. Taylor, Statistical analysis of space-time relationships between sprites and lightning, *Journal of Atmospheric and Solar-Terrestrial Physics*, 65, 525–536, doi:10.1016/S1364-826(02)00326-7, 2003.
- [113] S. NaitAmor, M. A. AlAbdoaim, M. B. Cohen, B. R. T. Cotts, S. Soula, O. Chanrion, T. Neubert, and T. Abdelatif, VLF observations of ionospheric disturbances in association with TLEs from the EuroSprite-2007 campaign, *J. Geophys. Res.*, 115, A00E47, doi:10.1029/2009JA015026, 2010.
- [114] O. A. van der Velde, J. Bór, J. Li, S. A. Cummer, E. Arnone, F. Zanotti, M. Füllekrug, C. Haldoupis, S. NaitAmor, and T. Farges, Multi-instrumental observations of a positive gigantic jet produced by a winter thunderstorm in Europe, *J. Geophys. Res.*, 115, D24301, 17, 2010 doi:10.1029/2010JD014442, 2010.
- [115] Lehtinen, N. G., T. F. Bell, and U. S. Inan, Monte carlo simulation of runaway MeV electron breakdown with application to red sprites and Terrestrial gamma ray flashes, *J. Geophys. Res.*, 104, 24,699 – 24,712, doi: 10.1029/1999JA900335, 1999.
- [116] Carlson, B. E., N. G. Lehtinen, and U. S. Inan, Constraints on Terrestrial gamma ray flash production from satellite observation, *Geophys. Res. Lett.*, 34, L08809, doi:10.1029/2006GL029229, 2007.
- [117] Dwyer, J. R., and D. M. Smith, A comparison between Monte Carlo simulations of runaway breakdown and Terrestrial gamma-ray flash observations, *Geophys. Res. Lett.*, 32, L22804, doi:10.1029/2005GL023848, 2005.
- [118] Grefenstette, B. W., D. M. Smith, B. J. Hazelton, and L. I. Lopez, First RHESSI Terrestrial gamma ray flash catalog, *J. Geophys. Res.*, 114, A02314, doi:10.1029/2008JA013721, 2009.
- [119] Cohen, M. B., U. S. Inan, and E. P. Paschal, Sensitive broadband ELF/VLF radio reception with the AWESOME instrument, *IEEE Trans. Geosci. Remote Sens.*, 48(1), 3–17, doi:10.1109/TGRS.2009.2028,334, 2010.

- [120] Cummer, S. A., Y. Zhai, W. Hu, D. M. Smith, L. I. Lopez, and M. A. Stanley, Measurements and implications of the relationship between lightning and Terrestrial gamma ray flashes, *Geophys. Res. Lett.*, 32, L08811, doi:10.1029/2005GL022778, 2005.
- [121] Inan, U. S., and N. G. Lehtinen, Production of Terrestrial gamma ray flashes by an electromagnetic pulse from a lightning return stroke, *Geophys. Res. Lett.*, 32, L19818, doi:10.1029/2005GL023702, 2005.
- [122] M. B. Cohen, U. S. Inan, R. K. Said, M. S. Briggs, G. J. Fishman, V. Connaughton, and S. A. Cummer, A lightning discharge producing a beam of relativistic electrons into space, *Geophys. Res. Lett.*, 37, L18806, doi:10.1029/2010GL044481, 2010.
- [123] M. B. Cohen, U. S. Inan, R. K. Said, and T. Gjestland, Geolocation of Terrestrial gamma-ray flash source lightning, *Geophys. Res. Lett.*, 37, L02801, doi:10.1029/2009GL041753, 2010.
- [124] Kikuchi, T., Field-aligned current effects on midlatitudes geomagnetic sudden commencements. *J. Geophys. Res.*, 106, A8, 15,555-15,565, 2001.
- [125] Kikuchi, T., and T. Araki, Preliminary positive impulse of geomagnetic sudden commencement observed at dayside middle and low latitude, *J. Geophys. Res.*, 90, 12,195-12,200, 1985.
- [126] Tsunomura, S., On the polarity of SSC and SI observed in low latitudes, *Men. Kakioka. Obs.*, 26, 15-35, 1995.
- [127] Matsushita, S., On geomagnetic sudden commencements, sudden impulses, and storm durations, *J. Geophys. Res.*, 67, 3753-3777, 1962.
- [128] EBIHARA, Y. and M. EJIRI, simulation study on fundamental properties of the storm-time ring current. *J. Geophys. Res.*, 105, 15843. 2000.
- [129] Alicia. L. Clua de Gonzalez, A. Mendes da Costa, and W. Gonzalez, Ring current space-time inhomogeneities in intense geomagnetic storm, *Geofisica International*, 43, Num. 2, pp. 205-215, 2004.
- [130] Clauer. C.R, R. L. Macpherron, The relative importance of the interplanetary electric field and magnetospheric substorms on partial ring current development, *J. Geophys. Res.* 85, 6747, 1980.