

UNIVERSITE PARIS-SUD 11

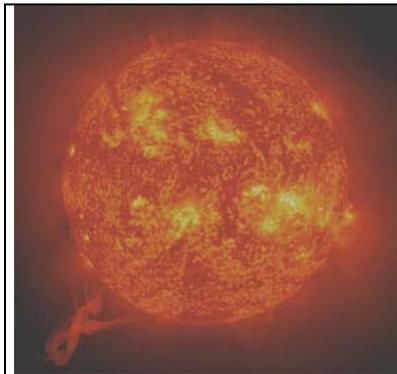
MEMOIRE  
Présenté pour obtenir le

DIPLÔME D'HABILITATION A DIRIGER DES RECHERCHES

Spécialité Physique des Plasmas

Par

**Karine BOCCHIALINI**



**STRUCTURE ET DYNAMIQUE  
DE L'ATMOSPHERE SOLAIRE :  
LE REGNE DE SOHO**

Soutenu le 3 Novembre 2004 devant le jury composé de :

Président :	Prof. Jacques SOLOMON
Rapporteurs :	Prof. Lidia van DRIEL-GESZTELYI Dr. Donald HASSLER Dr. Thierry ROUDIER
Examineurs :	Dr. Roger-Maurice BONNET Dr. Jean-Claude VIAL



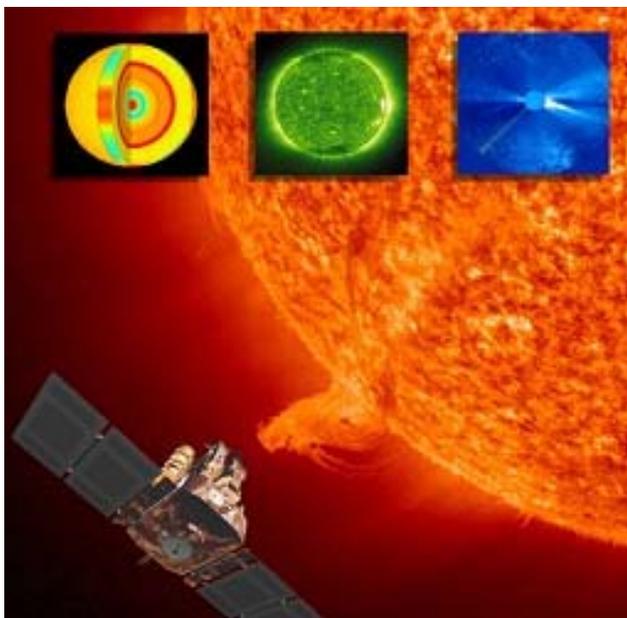
**TABLE DES MATIERES**  
**« Structure et dynamique de l’atmosphère solaire : le règne de SOHO »**

<b>Préface</b> .....	v
<b>Chapitre 1 : Introduction</b> .....	<b>1</b>
1.1- Les défis solaires .....	1
1.2- Le règne de SOHO.....	5
1.3- Travaux des champs.....	6
1.4- Plan du manuscrit.....	8
<b>Chapitre 2 : Chauffage par ondes</b> .....	<b>11</b>
2.1- Mesures d’oscillations dans le <i>réseau</i> chromosphérique.....	11
2.2- Mesures d’oscillations dans la région de transition .....	13
2.3- Recherche d’élargissement spectral dans la couronne.....	15
2.4- Discussion .....	15
<b>Chapitre 3 : Chauffage par mécanismes quasi-statiques</b> .....	<b>19</b>
3.1- Scénario de reconnexion magnétique.....	19
3.2- Scénario de cascade turbulente.....	20
3.3- Observations de <i>points brillants</i> : Approche statistique.....	21
3.4- Résultats de simulation numérique.....	24
3.5- Discussion.....	26
<b>Chapitre 4 : Origine du vent solaire rapide</b> .....	<b>31</b>
4.1- Remise en cause du modèle d’accélération de Parker .....	31
4.2- Diagnostic des <i>trous coronaux</i> à basse altitude.....	32
4.3- Contribution respectives des plumes et des interplumes.....	34
4.4- Résonance cyclotronique-ionique.....	36
<b>Chapitre 5 : Source des Ejections Coronales de Matière</b> .....	<b>39</b>
5.1- Diagnostic des <i>protubérances</i> calmes et éruptives.....	40
5.2- Sismologie des protubérances.....	45
5.3- Les éjections coronales de matière.....	48
5.4- Les relations Soleil-Terre.....	50
<b>Chapitre 6 : Le centre MEDOC</b> .....	<b>53</b>
6.1- Les opérations SOHO.....	54
6.2- L’archive SOHO .....	55
6.3- L’analyse de données SOHO.....	55
6.4- Formation à l’analyse de données.....	56
6.5- Responsabilité scientifique de MEDOC.....	56
6.6- Centre thématique de données solaires spatiales.....	57
<b>Chapitre 7 : Vers des observations à très hautes résolutions spatiale et temporelle</b> .....	<b>59</b>
7.1- Problèmes non résolus.....	59
7.2- Futures instrumentations.....	60
7.3- Vers un observatoire solaire virtuel.....	62
<b>Bibliographie &amp; Liste de mes publications</b> .....	<b>63</b>



## Préface

L'année de mon recrutement en tant que Maître de Conférences a coïncidé avec la première année d'observations du satellite SOHO (Solar and Heliospheric Observatory) : 1996 a été le début d'une ère nouvelle, au cours de laquelle les instruments de SOHO ont révélé un Soleil inattendu, dynamique, parfois menaçant, mais toujours surprenant.



Le satellite SOHO, mission de l'Agence Spatiale Européenne et de la NASA, a été lancé le 2 décembre 1995 pour observer le Soleil, 24 heures sur 24.

L'étude de l'intérieur solaire par la sismologie, l'étude de l'atmosphère chaude à partir du rayonnement émis, et l'étude du vent solaire in situ sont les trois grands thèmes de la mission, qui doivent permettre de mieux connaître les trois grands domaines auxquels la communauté SOHO a décidé de s'attaquer : la dynamique interne, les mécanismes qui conduisent aux températures élevées de la couronne, les mécanismes qui engendrent et accélèrent le vent solaire.

La France est très fortement impliquée dans les deux premiers thèmes de recherche et l'IAS apporte une contribution majeure à l'utilisation et l'exploitation des données de trois instruments. Dans l'équipe de physique solaire et stellaire de l'IAS, l'accent est particulièrement mis sur les mécanismes de chauffage de la couronne et d'accélération du vent solaire, ainsi que sur la structure et la rotation de l'intérieur du soleil par la mesure des fréquences de ses oscillations libres.

Les observations et l'analyse des données SOHO, sont rendues possibles par MEDOC (Multi-Experiment Data and Operations Centre), le Centre d'Opérations, d'Analyse et d'Archivage des données SOHO, installé à et par l'I.A.S.

J'ai axé ce mémoire particulièrement autour des principaux résultats sur l'atmosphère **externe** du Soleil, obtenus à partir des observations SOHO (mais pas seulement), par la communauté solaire en général, et par l'équipe de physique solaire et stellaire de l'IAS en particulier, en insistant notamment sur mes propres résultats. Mes principales activités de recherche s'articulent essentiellement autour des observations réalisées depuis SOHO (avec les spectro-imageurs SUMER et CDS, et l'imageur EIT) et sont liées au diagnostic de l'atmosphère solaire et de quelques-unes de ses structures remarquables, comme les protubérances.

J'ai souhaité également consacrer un chapitre à MEDOC dont je suis la responsable scientifique depuis septembre 2000, et qui contribue au meilleur retour scientifique français de SOHO.

A partir de 1996, à la suite de mes deux années de post-doctorat (bourse CNES) qui se sont déroulées à l'IAS, au cours desquelles, tout en poursuivant les travaux commencés en thèse, je me suis préparée à l'analyse des données SUMER de SOHO, mon activité s'est

partagée entre recherche et enseignement (du 1<sup>er</sup> au 3<sup>ème</sup> cycle), mais aussi entre l'organisation de quelques manifestations scientifiques, l'encadrement de plusieurs étudiants de 3<sup>ème</sup> cycle et la participation à des tâches collectives. Je souhaite en faire ici un résumé.

**\*Organisation de manifestations scientifiques :**

- Co-présidente du Comité d'Organisation de l'Ecole d'été «Space Solar Physics » (30 étudiants européens), qui s'est déroulée à l'Institut d'Astrophysique Spatiale, du 1<sup>er</sup> au 13 septembre 1997, dans le cadre des Euroconférences de l'European Physical Society et de l'European Astronomical Society.
- Responsable du Comité Local d'Organisation et membre du comité scientifique de l'Atelier international SOHO8, organisé par l'IAS (200 Personnes), qui s'est déroulé du 22 au 25 Juin 1999 à Paris.
- Membre du comité local et du comité scientifique de l'atelier international "Eclipse" organisé par l'IAP en avril 2000 et responsable de la publication des comptes-rendus.
- Co-organisatrice des Ateliers "The Quiet Sun: Transient Events and Coronal Heating" (3-5 Décembre 2001) et « Active Region Loops » (13-15 Novembre 2002) à MEDOC.
- Organisatrice de l'atelier sur la planification des instruments SUMER/CDS (3 et 4 avril 2002) à MEDOC.
- Co-organisatrice en Octobre 2003 de l'atelier « logiciels SOHO » associé à un atelier traitement d'images à MEDOC, dans le cadre du réseau européen TOSTISP dans lequel l'équipe de physique solaire et stellaire est impliquée.

**\*Tâches collectives :**

- Membre titulaire de la CSE 34 de Paris XI depuis avril 98 et vice-présidente du collège B jusqu'à Avril 2004.
- Membre titulaire en 2000 et 2001, suppléant depuis 2002, de la CSE 34 de l'Observatoire de Paris (collège B).
- Elue en juin 1999, réélue en juin 2004 au Conseil de l'UFR d'Orsay. Membre de la commission de la Pédagogie et de la commission des Enseignants de l'UFR.
- Elue en juin 1999 et réélue en avril 2002 au Conseil du Laboratoire (Représentante des chercheurs).
- Responsable du centre MEDOC, depuis Septembre 2000.
- J'ai participé au colloque de prospective du CNES dans le groupe « Information », en septembre 2002.

**\*Encadrement d'étudiants de 3<sup>ème</sup> cycle :**

Suite à sa participation à l'Ecole « Space Solar Physics » de septembre 1997, nous avons accueilli en thèse Valérie Aletti, étudiante du DEA d'Astrophysique et Techniques Spatiales. V. Aletti a pu bénéficier pendant les deux semaines de l'école d'une formation à la physique solaire et aux traitements des données du satellite SOHO, et elle a pu ainsi être très rapidement opérationnelle sur le sujet de thèse que nous lui avons présenté sur le chauffage de la couronne solaire. Cette thèse, soutenue en janvier 2001, portant sur le « **Chauffage intermittent de la couronne solaire : diagnostic, étude statistique et modélisation des points brillants observés par SOHO.** » comportait un volet observationnel et de traitement de données et un volet de modélisation. C'est sur le premier volet que j'ai encadré Valérie : nous avons réalisé ensemble les observations nécessaires à son étude, pour plusieurs instruments de SOHO, dans le cadre de campagnes MEDOC. Je lui ai transmis mon expérience en traitement de données et nous avons pu

extraire de ces jeux de données les résultats statistiques pouvant être comparés aux résultats de modélisation.

Sur ce même sujet, j'avais auparavant encadré le stage de DEA (Physique des Plasmas) de S. Régnier, avec qui nous avons publié un article (Régnier S., Bocchialini K., Vial J.-C., 1998, Analyse statistique de Points Brillants de la Couronne Solaire, observés par SOHO, CRAS, t. 326, Serie II b, p. 211.)

Du 2 avril au 5 juillet 2001, j'ai encadré le stage de J. Ballot, étudiant du DEA d'Astrophysique et Méthodes Associées. Le thème en était « Points Brillants et émergence de flux magnétique à la surface du Soleil : Analyse des observations THEMIS et SOHO du 12 Mai 2000 ». J. Ballot a été amené à réduire et analyser des données obtenues un an auparavant par lui-même et Frédéric Paletou (co-encadrant du stage) à l'Observatoire THEMIS aux Canaries, à l'occasion de son stage de deuxième année de Magistère (maîtrise).

Du 15 Octobre 2001 au 19 Mars 2002, à raison d'une fois par semaine, j'ai aussi encadré 2 étudiants de l'Ecole Doctorale d'Astrophysique dans leur projet méthodologique « Déroulement d'une campagne d'observations SOHO à MEDOC ». Ces deux étudiants ont été initiés à la physique solaire et aux objectifs de SOHO dans ce contexte. Cette expérience a été renouvelée en 2002-2003, dans le même contexte, et en 2003-2004 dans le cadre de l'Ecole Doctorale « Ondes et Matière ».

Depuis la rentrée 2003, je co-encadre, en collaboration avec Jacques Solomon la thèse de Guillaume Pouget sur l' : « **Analyse de structures magnétiques solaires observées à partir de la sonde solaire SOHO et du télescope THEMIS : oscillations, diagnostic, instabilités.** », suite au stage de DEA (« Optique et Photonique ») qu'il a fait sous ma responsabilité d'Avril à Juin 2003.



# Chapitre 1 : Introduction

## 1.1- Les défis solaires :

### 1.1.a- Le chauffage de la couronne

La plupart des étoiles, à l'exception peut-être des étoiles de type A (Narain et Ulmschneider, 1990) présentent une atmosphère externe dont la température est bien plus grande que celle de leurs photosphères. Dans le cas particulier du Soleil, soixante ans d'efforts ont été nécessaires à la communauté solaire pour pouvoir commencer à expliquer le paradoxe d'une température coronale 200 fois plus élevée que celle de la photosphère.

L'atmosphère solaire perd de l'énergie :

- dans la chromosphère, les pertes sont principalement radiatives ; elles varient de  $2 \cdot 10^5$  erg/cm<sup>2</sup>/s dans le soleil calme à  $10^7$  erg/cm<sup>2</sup>/s dans les régions actives,
- alors que dans la couronne, elles se font par conduction, rayonnement et perte de masse (vent solaire) ; elles varient de  $10^4$  erg/cm<sup>2</sup>/s pour les pertes de masse dans le soleil calme à  $10^7$  erg/cm<sup>2</sup>/s par conduction dans les régions actives (Table 1, extraite de Aletti, 2001).

erg/cm <sup>2</sup> /s	Chromosphère			Région de transition et Couronne		
	Basse	Moyenne	Haute	Rayonnement	Conduction	Perte de masse
	Rayonnement					
Soleil calme	2 10 <sup>5</sup> à 3,3 10 <sup>6</sup>	2 10 <sup>6</sup>	3 10 <sup>5</sup>	10 <sup>5</sup>	2 10 <sup>5</sup>	10 <sup>4</sup>
Trous coronaux	2 10 <sup>5</sup> à 3,3 10 <sup>6</sup>	2 10 <sup>6</sup>	3 10 <sup>5</sup>	10 <sup>4</sup>	6 10 <sup>4</sup>	10 <sup>6</sup>
Régions actives	> 10 <sup>7</sup>	10 <sup>7</sup>	1,5 10 <sup>6</sup>	5 10 <sup>6</sup>	10 <sup>5</sup> à 10 <sup>7</sup>	10 <sup>7</sup>

**Table 1:** Pertes d'énergie estimées selon le processus à l'œuvre et en fonction des régions solaires.

Pour entretenir chromosphère et couronne, ces pertes doivent être compensées par un apport d'énergie qui se manifeste notamment sous la forme de températures élevées dans la chromosphère et la couronne.

L'équilibre entre les pertes et les sources d'énergie peut s'écrire sous la forme :  $\vec{\nabla} \cdot (\vec{F}_{gravité} + \vec{F}_{enthalpie} + \vec{F}_{cinétique} + \vec{F}_{conduction} + \vec{F}_{rayonnement} + \vec{F}_{chauffage}) = 0$  où  $\vec{F}$  représente des

flux. Les termes cinétique, d'enthalpie et de gravité concernent essentiellement le vent solaire et dominant dans l'atmosphère externe, le terme de conduction domine dans la région de transition, le terme de rayonnement domine dans les régions actives ; dans la couronne interne, les trois derniers termes dominent : l'évaluation du terme de chauffage nécessite de connaître les pertes par conduction et par rayonnement. Les pertes par conduction peuvent être déduites des modèles empiriques, à partir de la connaissance des gradients de température ; les pertes radiatives peuvent être déduites de la connaissance de la température et de la densité (Withbroe et Noyes, 1977).

La photosphère étant plus froide, la source d'énergie ne peut être d'origine thermique compte-tenu du second principe de la thermodynamique ; la couronne étant peu dense, la source d'énergie ne peut être d'origine radiative. Il est à présent admis par la communauté solaire que l'origine de cet apport d'énergie est de nature mécanique, et qu'elle est due aux mouvements aléatoires sub-photosphériques et photosphériques via la convection.

Le moyen de transport de cette énergie depuis l'intérieur de l'Etoile vers les couches supérieures est très probablement associé au champ magnétique, mais par quels mécanismes cette énergie se transforme en chaleur, voilà une question qui n'a toujours pas trouvé de réponses définitives, même si on pense que l'activité coronale est liée à la dissipation d'énergie magnétique. Les principaux acteurs sont la magnétohydrodynamique (MHD), le transfert radiatif et une atmosphère hors équilibre thermodynamique local (hors-ETL). Les processus dominants sont de nature à la fois magnétique et hydrodynamique, non linéaires de surcroît.

On peut néanmoins ranger ces mécanismes de chauffage en deux catégories (Malara et Velli, 2001) :

- ceux qui reposent sur l'idée que l'énergie est **injectée** continuellement dans la couronne par un flux d'ondes, avec un temps caractéristique bien plus court que le temps nécessaire à une onde d'Alfvén pour parcourir une structure magnétique (typiquement 20 à 100 s pour une boucle coronale, 400 à 900 s pour un granule (Zirker, 1993)).

Dès 1948, de nombreux auteurs, comme Biermann (1948), Schwarzschild (1948), Thomas (1948), Schatzman (1949) ou encore Osterbrock (1961) ont attiré l'attention des astrophysiciens sur le problème de la propagation d'ondes dans les atmosphères stellaires magnétisées. Depuis, la question de l'efficacité de ces ondes produites par la convection, en termes de dépôt d'énergie dans les couches externes du soleil commence à peine à être résolue, grâce aux efforts menés au cours de la deuxième moitié du XX<sup>ème</sup> siècle.

On sait à présent que les ondes acoustiques, liées aux fluctuations de pression se propageant dans le plasma, sont inefficaces pour chauffer la couronne puisqu'elles s'atténuent rapidement dans la chromosphère sans atteindre la couronne. A l'inverse, les ondes magnétiques ou encore ondes d'Alfvén, véhiculées le long des lignes de champ magnétique sont difficilement amorties et ne dissipent pas leur énergie assez rapidement pour chauffer la couronne.

Les ondes magnétosonores lentes et rapides présentent, quant à elles, les caractéristiques de compression et de déformation des ondes sonores et des ondes d'Alfvén. Ondes d'Alfvén et magnétosonores constituent les ondes MHD<sup>1</sup>. Lors de

---

<sup>1</sup> L'onde d'Alfvén est solution de l'équation de dispersion  $c_A^2 k_z - \omega^2 = 0$  où  $c_A = B_0 / (\rho_0 \mu_0)^{1/2}$  est la vitesse d'Alfvén,  $k_z$  est la direction du champ magnétique de module  $B_0$ ,  $\rho_0$  est la masse volumique. Les ondes magnétosonores lente et rapide ont pour solutions :

$$\omega^2 = \frac{k^2}{2} \left[ c_s^2 + c_A^2 \pm \sqrt{(c_s^2 + c_A^2)^2 - 4c_s^2 c_A^2 \cos^2 \theta} \right] \text{ où } c_s^2 = \gamma P_0 / \rho_0 \text{ est la vitesse}$$

du son ( $\gamma$ , coefficient adiabatique, est le rapport de la capacité calorifique du plasma à pression constante

la progression d'une telle onde, les variations de la structure du champ et de la pression du fluide s'entretiennent mutuellement. On distingue, pour les ondes magnétosonores, les modes rapides et les modes lents dont on pense qu'ils seraient présents dans la couronne solaire. Pour que leur énergie soit dissipée dans la couronne, il faut que les propriétés électriques du milieu permettent le déplacement des lignes de champ et la dissipation de l'énergie magnétique selon le même mécanisme que pour les ondes d'Alfvén (le déplacement des lignes de champ crée un courant de particules chargées qui rencontrent suite à des chocs une résistance à leur mouvement, dissipant l'énergie sous forme de chaleur). Il faut aussi que la viscosité soit suffisante pour en dissiper l'énergie mécanique contenue dans les fluctuations de pression.

Dans sa revue sur le chauffage coronal, Zirker (1993) rappelle que non seulement les ondes d'Alfvén sont difficiles à exciter mais aussi à dissiper. Les mécanismes de dissipation tels que la viscosité, l'amortissement radiatif, l'amortissement Landau, la résistivité ne sont pas efficaces sauf dans les régions à forts gradients. La turbulence, la réfraction et le cisaillement magnétique sont des mécanismes qui pourraient conduire à de forts gradients et ainsi à la dissipation des ondes magnétiques, par effet Joule (courant « AC »).

- et les mécanismes **quasi-statiques** dans lesquels le temps caractéristique est bien plus grand que le temps nécessaire à une onde d'Alfvén pour parcourir une structure.

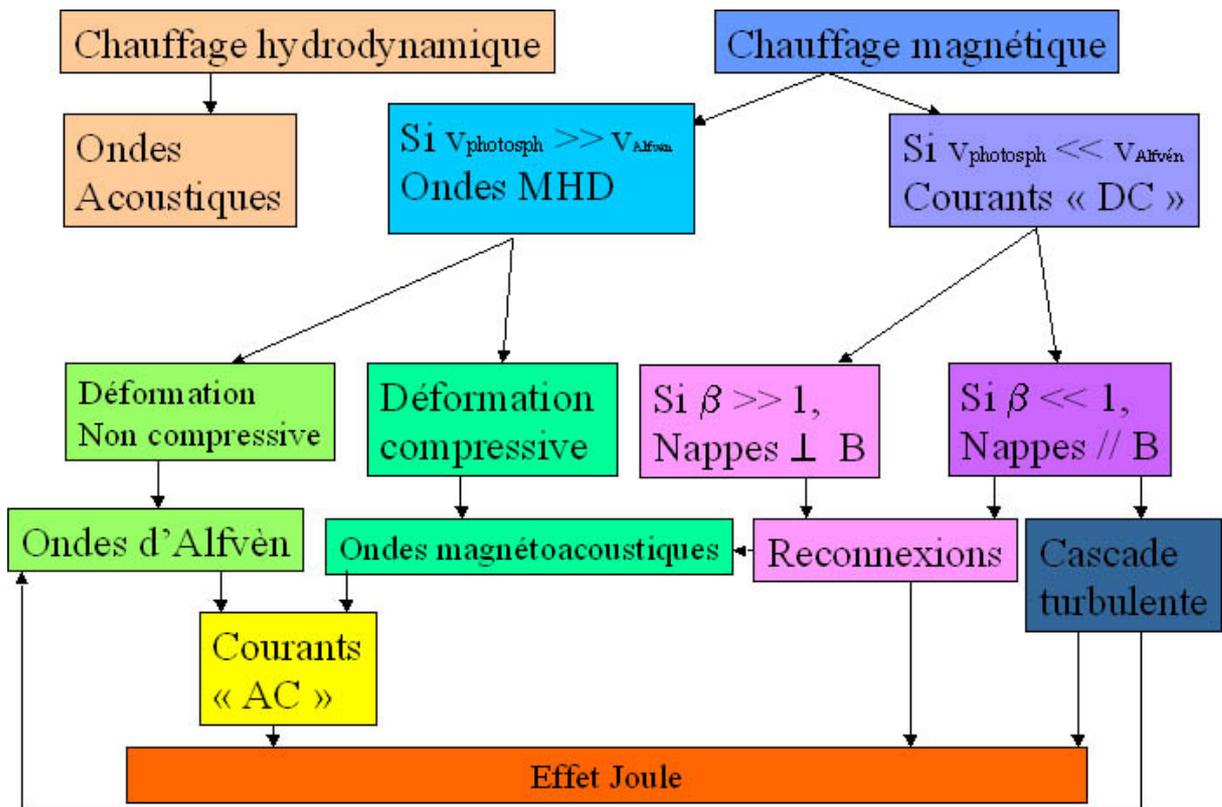
Dans ces conditions, l'énergie magnétique est stockée lentement dans le champ magnétique coronal suite aux mouvements aléatoires photosphériques des lignes de champ, puis libérée soudainement. L'échauffement de la couronne serait alors dû à de petits événements semblables aux éruptions solaires ( $10^{30}$  à  $10^{33}$  ergs) mais de plus petites dimensions et délivrant un million voire un milliard de fois moins d'énergie ( $10^{24}$  à  $10^{27}$  ergs) : les nano-éruptions. La présence permanente de nombreux petits « points brillants », en période de faible activité solaire donc en l'absence de grosses régions actives donnant lieu à des éruptions, permettrait d'expliquer la persistance de l'existence de la couronne maintenue à plusieurs millions de degrés.

L'apport d'énergie nécessaire varie de  $8 \cdot 10^5$  erg/s/cm<sup>2</sup> pour le soleil calme à  $10^7$  erg/s/cm<sup>2</sup> pour une région active (Vial, 1994). Parker (1988) a estimé une limite haute à l'énergie libérée par une nano-éruption de  $2 \cdot 10^6$  ergs/cm<sup>2</sup>/s. Il suffirait ainsi de 5 nano-éruptions chaque seconde pour rendre compte de l'énergie d'une région active.

La littérature sur cette thématique est longtemps restée théorique, dans la mesure où l'observation directe des phénomènes décrits n'est pas réalisable avec les instruments dont dispose la communauté solaire : en effet compte-tenu de la faible résistivité du plasma (de l'ordre de  $10^{-7}$   $\Omega$ m), la dissipation nécessite à la fois de forts gradients du champ magnétique et des petites échelles spatiales matérialisées par des nappes de fortes densités de courant et de faibles épaisseurs, comprises entre 0,1 à 1 km, c'est-à-dire bien en-dessous des résolutions spatiales actuelles (de l'ordre de la seconde d'arc ou 700 km).

---

et de la capacité calorifique à volume constant et  $P_0$  la pression) et  $\theta$  est l'angle entre la direction de propagation de l'onde et le champ magnétique



**Schéma 1 :** *Le chauffage coronal : principales théories.*

Le problème de la dissipation semble pouvoir se résoudre par la génération de structures à petites échelles spatiales. Dans la théorie qui implique les ondes, ce sont les hétérogénéités du plasma qui génèrent les petites échelles (Malara et Velli, 2001), alors que dans le cas des mécanismes quasi-statiques, des nappes de courant de petites dimensions pourraient assurer la dissipation par effet Joule. Un chauffage par dissipation ohmique de courant ou par reconnexion de ligne de champ magnétique, alternatif au chauffage par ondes, pourrait contribuer pour une fraction importante au chauffage coronal voire même être LA source du chauffage chromosphérique et coronal (Withbroe et Noyes, 1977).

Le schéma 1 résume les principales idées relatives au chauffage coronal et sur lesquelles nous reviendrons dans les chapitres qui suivent.

### 1.1.b- L'accélération du Vent Solaire

C'est d'après l'observation des mouvements des doubles queues cométaires que l'existence du vent solaire a été pressentie dans la première moitié du XX<sup>e</sup> siècle. Le Soleil perd 1 million de tonnes par secondes ; au niveau de l'orbite terrestre, la densité du vent est de l'ordre de 10 particules par cm<sup>3</sup> et son flux se décline en deux régimes révélés par la sonde Ulysses, le vent solaire lent de vitesse moyenne égale à 400 km/s, issu des régions équatoriales solaires, et le vent rapide de vitesse moyenne égale à 700 km/s, issu des trous coronaux polaires (et équatoriaux). Chauffage coronal et accélération du vent solaire sont intimement liés, mais le mécanisme fondamental de l'accélération du vent solaire n'est pas encore véritablement compris. Les Ejections Coronales de Matière (CME) sont des éléments transitoires du vent solaire lent, et représentent 5% des pertes totales de masse (Withbroe et al., 1991). Le mécanisme à l'origine du déclenchement des CME est toujours inconnu, bien qu'il soit clair que le champ magnétique coronal y joue un rôle déterminant.

### 1.1.c- Les relations Soleil-Terre

L'intérêt pour les CME s'est amplifié ces 15 dernières années, quand on a pris conscience que ces phénomènes spectaculaires étaient fondamentaux pour les études en météorologie spatiale, et que leurs effets géomagnétiques et leurs impacts sur l'activité technologique terrestre sont significatifs. A l'occasion de CME halos, il arrive en effet que des particules réussissent à pénétrer dans l'atmosphère terrestre, génèrent de puissants courants électriques causant des aurores boréales, mais aussi des variations rapides de l'intensité du champ magnétique terrestre conduisant à des orages magnétiques. Une CME éjecte typiquement  $10^{12}$  kg de matière, s'échappant à la vitesse voisine de 1000 km/s. S'il faut 8 minutes aux photons pour parvenir à la Terre, quelques jours sont nécessaires aux particules du vent solaire pour franchir les 150 millions de kilomètres qui séparent le Soleil de la Terre. La prédiction et la détection systématique de ces événements violents, via l'élucidation du mécanisme de leur déclenchement est non seulement indispensable à la compréhension de ces phénomènes mais est aussi nécessaire pour parer à l'arrivée de particules énergétiques pouvant affecter les satellites en opération autour de la Terre ou causer de graves dommages sur des installations électriques par exemple.

Nous allons au cours de ce manuscrit essayer d'apporter des éléments de réponses à ces problématiques pour la résolution desquelles SOHO a été conçu.

## 1.2- Le règne de SOHO : Solar and Heliospheric Observatory :

Déjà huit ans d'observations, et un volume sans précédent de résultats qui ont révolutionné nos connaissances sur le Soleil ! C'est le pari qu'a remporté SOHO, mission ESA/NASA, en orbite autour du Soleil depuis début 1996.

SOHO est une mission de la première pierre angulaire du programme Horizon 2000 de l'Agence Spatiale Européenne. Associées aux observations de CLUSTER (en fonctionnement depuis l'été 2000), autre moitié de cette pierre angulaire de l'ESA, les observations réalisées avec les 12 instruments de SOHO offrent une occasion inégalée de comprendre les variations qui affectent le comportement du Soleil et son influence sur l'environnement terrestre. Avec ses spectromètres, imageurs, coronographes, et analyseurs de particules, complémentaires et indépendants à la fois, dotés de hautes résolutions spatiale, spectrale et temporelle, SOHO a permis de nombreuses avancées. Citons-en quelques-unes (nous reviendrons sur certaines dans la suite, plus en détails) :

-GOLF, VIRGO et MDI ont donné des mesures précises du profil de la vitesse du son dans le Soleil (Basu, 2003 ; Basu 2002 ; Couvidat et al., 2003).

-MDI a permis la première visualisation 3D de taches, à partir de mesures de la vitesse du son des écoulements de matière sous les taches, par effet Doppler en utilisant la technique temps/distance (Kosovichev et al., 2000). L'une des conséquences de ce résultat est de prévoir l'émergence d'une tache dans la zone convective, avant qu'elle n'atteigne la photosphère. Lindsey et Braun en 2000 ont obtenu les premières images de la face cachée du soleil déduites de reconstructions holographiques obtenues à partir des observations des modes p sur la face visible du soleil. La vitesse du son est modifiée par la présence de champ magnétique notamment dans des structures de type régions actives, qui pourraient donner lieu à des éjections coronales de matière, les CME. On a ainsi la possibilité de prévoir au moins 8 jours à l'avance l'arrivée d'une région active sur la face visible. MDI a

aussi mis en évidence le « tapis magnétique » constitué de boucles de champ à différentes échelles spatio-temporelles (Schrijver et al., 1997).

- Des différences d'images EIT successives, de la couronne dans la raie du Fe XII, formée à 1,5 MK, montrent une augmentation de l'intensité (densité) suivie d'une raréfaction associée à une onde de choc en expansion sur le disque, depuis le site d'initiation de la CME (Thompson et al., 1999). Ce type d'ondes donne ensuite lieu en général à une CME halo, qui se dirige d'abord vers SOHO puis vers la Terre. SOHO a permis d'affirmer que les CME ont leur source dans la chromosphère, les protubérances étant à l'origine d'un fort pourcentage des CME.

-SUMER, CDS et EIT ont montré que la région de transition et la couronne sont très dynamiques ; ces mêmes instruments ont observé de très nombreux événements explosifs pouvant contribuer de façon significative au chauffage coronal (Aschwanden et al., 2000).

-SUMER et CDS ont permis de déterminer la température dans un trou coronal dont la valeur n'est pas sans conséquence sur le mécanisme d'accélération du vent solaire (David et al., 1998).

-Des atlas du spectre UV du soleil, entre 67,0 et 160,9 nm (Curdt et al., 2001 ; Parenti et al. 2004) ont été construits à partir d'observations dans diverses structures avec SUMER ; 1100 raies ont été identifiées, dont 150 n'avaient jamais été observées auparavant.

-SUMER a permis la détection de la source chromosphérique du vent solaire rapide (Hassler et al., 1999).

-UVCS a mis en évidence que la vitesse du vent rapide était plus faible en maximum d'activité. Les vitesses étant les mêmes à grandes distances du Soleil, un phénomène d'accélération a nécessairement lieu au-delà du champ d'observation d'UVCS. UVCS a révélé la possible absorption par résonance cyclotronique ionique d'ondes d'Alfvén au-delà de 2 à 3 rayons solaires pouvant générer les fortes vitesses observées (Kohl et al., 1998).

-LASCO a mis en évidence la structure hélicoïdale (Dere et al. 1999) de 30% des CME (St Cyr et al. 2000).

SOHO sera par ailleurs contemporaine à la prochaine mission STEREO (fin 2005). En effet, la mission SOHO, qui a démarré lors d'un minimum solaire, et qui devait durer deux ans, est prolongée jusqu'à 2007, de façon à couvrir l'intégralité d'un cycle solaire de 11 ans.

Malgré la moisson de résultats déjà obtenus, beaucoup de questions restent encore sans réponse : les mouvements de matière sub-photosphériques, l'évolution du champ magnétique, le chauffage à micro-échelle, la physique des CME, l'accélération du vent solaire, etc ... sont autant de sujets que les observations réalisées par SOHO, en coordination avec les instruments actuellement en fonctionnement en vol (TRACE, RHESSI, CORONAS, ...) ou au sol (THEMIS, ...) cherchent à éclaircir.

Les observations SOHO sont à l'origine de plus de 1100 articles publiés dans des revues à comité de lecture et plus de 1500 communications dans des comptes-rendus de conférences, entre 1998 et 2002 (<http://soho.estec.esa.nl/publications/>).

### **1.3- Travaux des champs :**

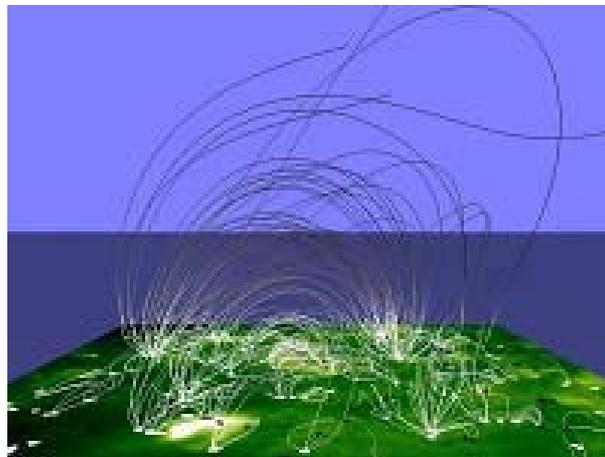
De par sa proximité, et grâce aux moyens modernes d'observation, le Soleil nous offre l'occasion unique de déterminer le champ magnétique depuis ses tubes de flux photosphériques élémentaires jusqu'à l'héliosphère, d'observer à toutes les échelles les sites de dissipation d'énergie, de vérifier les théories en cours sur la génération du champ, sa dynamique et sa disparition, et de comprendre le champ magnétique des autres étoiles

de même type. Les nombreuses observations de l'atmosphère solaire (par exemple avec Yohkoh, SoHO, TRACE, THEMIS) nous montrent un milieu dynamique, riche et complexe, composé de structures de tailles, températures, morphologies différentes, dont l'évolution est largement contrôlée par le champ magnétique.

Le champ magnétique, créé par la rotation différentielle interne du Soleil, est présent sur plusieurs échelles spatiales dans l'atmosphère solaire ; les structures typiques observables et que nous évoquerons dans la suite de ce manuscrit couvrent deux ordres de grandeurs, des *points brillants* chromosphériques de quelques  $10^3$  kilomètres de diamètre, aux mailles du *réseau* chromosphérique, aux *régions actives* et aux *boucles coronales* de quelques  $10^4$  kilomètres, aux *protubérances* de quelques  $10^4$  à quelques  $10^5$  kilomètres de long, jusqu'aux *trous coronaux* polaires de quelques  $10^5$  km de diamètre.

Les observations MDI (Schrijver et al., 1997 ; Schrijver, 1998) montrent que le champ magnétique est en renouvellement permanent (émergence, fragmentation, mélange et disparition de tubes de flux sur une échelle de temps inférieure à 40 h).

**Fig. 1 :** Tapis magnétique : en noir et blanc, polarités magnétiques opposées observées avec MDI ; en vert, image EIT (Fe XII à 19,5 nm) ; extrapolation des lignes de champ magnétique.



Sur la Fig. 1, sont superposées plusieurs informations : en noir et blanc, des polarités magnétiques opposées observées avec MDI, en vert, l'image (Fe XII à 19,5 nm) EIT associée, où le champ magnétique se concentre dans les régions actives. Enfin, figurent aussi des lignes de champ magnétique issues de calculs d'extrapolation (où le champ est potentiel, c'est-à-dire sans courant, ce qui n'est pas le cas en général sur le Soleil). Ce montage symbolise le « tapis magnétique », mis en évidence avec SOHO.

Solanki (1999) passe en revue la formation du champ magnétique, causée par les processus de convection et la structuration du plasma par ce même champ magnétique. Poussées par les mouvements de convection, les lignes de champ magnétique qui émergent à la surface du soleil, s'agglutinent aux frontières des cellules de granulation photosphériques, et ont tendance à se concentrer aux intersections de plusieurs granules, en tubes de flux verticaux. Avec l'altitude, dans la chromosphère, les tubes s'évasent pour former la canopée magnétique : les lignes de champ magnétique sont alors essentiellement horizontales dans les *cellules*, alors qu'elles conservent leur orientation verticale dans le *réseau* et les *régions actives* (Gabriel, 1976). Plus haut dans la couronne, les lignes de champ magnétique (notamment dans les régions actives) retournent pour une grande part d'entre elles vers un site photosphérique voisin, de polarité opposée. Dans cette configuration, les *protubérances* peuvent trouver leur place et être soutenues par le champ magnétique contre la gravité.

Enfin, si le champ magnétique est unipolaire sur une assez vaste région, alors les lignes de champ sont verticales. C'est ce qu'on retrouve dans les *trous coronaux*, qui vont alors favoriser l'échappement de la matière contribuant au *vent solaire* rapide.

Aux altitudes coronales, les lignes de champ peuvent avoir de multiples orientations les unes par rapport aux autres : elles peuvent alors former des « discontinuités tangentielles » ou des nappes de courant (Parker, 1993). Les nappes de courant, sites de reconnexion magnétique, jouent un rôle clé pour la dissipation et donc pour le chauffage de la couronne. Les *points brillants* observés dans la région de transition et la couronne pourraient être les manifestations observationnelles de ces discontinuités.

Les nappes de courant peuvent par ailleurs aussi être créées suite à une perturbation de nature turbulente, de type ondes magnéto-hydro-dynamiques (MHD), qui peuvent conduire à la torsion des lignes de champ magnétique.

Ce champ magnétique, dont le rôle est dominant dans la structure de l'atmosphère solaire, est donc vraisemblablement l'ingrédient de base du chauffage coronal.

Pour que l'énergie magnétique puisse être transformée en chaleur dans l'atmosphère solaire, il faut que le champ magnétique puisse diffuser dans le plasma ; le plasma ne doit alors pas être un conducteur parfait et posséder une certaine résistivité. Cependant, le milieu coronal étant faiblement collisionnel, la résistivité est faible. Les événements coronaux se produisant à des échelles de temps assez courtes (de l'ordre de quelques minutes), le plasma doit diffuser sur de petites échelles spatiales. A moins que cette résistivité ne soit pas si faible qu'on ne le croit : la source de cette résistivité supplémentaire pourrait être associée à des fluctuations locales de charge moyenne, produites par la turbulence, plus efficace que les collisions.

On le voit, les réponses aux questions que nous nous posons encore et qui sont les objectifs scientifiques de la mission SOHO se trouvent très certainement dans la connaissance du champ magnétique dont l'observation directe (avec SOHO) au-delà de la photosphère n'est pas d'actualité (sauf dans le domaine radio que nous n'exploitons pas ici). La détermination de ce champ passe aussi par le diagnostic du plasma dont les variations d'émission peuvent être induites par l'activité du champ magnétique. Le diagnostic des structures magnétiques de l'atmosphère solaire, combinant à la fois l'observation multi-longueurs d'onde et les efforts de simulation numérique doit donc contribuer à l'identification des processus à l'œuvre dans l'atmosphère solaire.

#### 1.4- Plan du manuscrit :

Ce manuscrit rassemble mes principaux résultats<sup>2</sup> sur le diagnostic de l'atmosphère solaire obtenus à partir des observations réalisées depuis SOHO ou au sol. Ces résultats sont présentés dans le contexte plus vaste des problématiques solaires et des débats en cours, portant sur l'analyse des données et les simulations numériques développées pour contribuer à leurs interprétations.

1.4.1- Deux **grands thèmes** servent de base à l'ensemble de travaux présentés ici : **le chauffage de la couronne et l'origine du vent solaire**.

Dans l'atmosphère solaire, le couplage entre les mouvements de matière et le champ magnétique donne lieu à des processus complexes qu'il est possible d'étudier en détail et

---

<sup>2</sup> Dans les pages qui suivent, les publications auxquelles j'ai contribué sont **en gras**.

qui font du soleil un véritable laboratoire de plasmas. Le champ magnétique est l'ingrédient fondamental que nous allons essayer de suivre depuis la chromosphère jusqu'à la couronne.

Les différents scénarii proposés pour expliquer le chauffage coronal reposent tous sur l'idée que le champ magnétique est présent à toutes les étapes, du transfert de l'énergie mécanique disponible au niveau photosphérique, au stockage sous forme d'énergie magnétique et à la dissipation dans la couronne.

Le chapitre 2 sera consacré au « **Chauffage par ondes** » tandis que le chapitre 3 traitera du « **Chauffage par mécanismes quasi-statiques** ».

Le chapitre 4 sera dédié aux **régions sources du vent solaire rapide**.

Dans le chapitre 5, nous nous intéresserons aux **sources des éjections coronales de matière** (CME), éléments des relations Soleil-Terre.

1.4.2- Pour tenter de répondre aux questions que l'on se pose sur les causes du chauffage coronal, sur l'accélération du vent solaire et sur les raisons qui poussent les protubérances éruptives à déclencher des CME, nous avons suivi **plusieurs approches et méthodes** :

- l'analyse **multi-longueurs d'onde** se retrouve tout au long de ces travaux ; nous avons en effet profité de la complémentarité des instruments de SOHO et des possibilités d'observations au sol (voir §2.1-, 2.3-).

- la technique de **mesure d'oscillations** dans diverses couches ou structures de l'atmosphère est employée dans les chapitres 2 et 5 (voir §5.2-).

- les propriétés de **l'analyse statistique** sont exploitées dans le chapitre 3.

1.4.3- Enfin, les **structures observées** qui illustrent ces problématiques sont :

- le **réseau** chromosphérique (chapitre 2), dont le champ magnétique forme une canopée, et sert de support aux ondes,

- les **points brillants** (chapitre 3), formés aux intersections de lignes de champ de polarités opposées, et qui pourraient être la manifestation d'un chauffage intermittent à petite échelle,

- les **trous coronaux** (chapitre 4) sources du vent solaire rapide,

- les **protubérances** (chapitre 5), quiescentes ou de régions actives, et qui sont sources de CME.

1.4.4- Nous consacrons le chapitre 6 au centre **MEDOC** qui offre aux observateurs de la communauté solaire des moyens informatiques et humains pour répondre à leurs besoins scientifiques, en termes d'observations et d'analyse des données SOHO.



## Chapitre 2 : Chauffage par ondes

Les séries, spectrales et temporelles, d'observations du rayonnement apportent à l'étude de l'évolution de la matière et du chauffage chromosphérique et coronal des informations essentielles sur la dynamique de l'atmosphère. Elles montrent que des ondes et des oscillations sont détectées dans une vaste variété de structures. Les oscillations sont présentes dans les taches, les protubérances, les boucles coronales, le réseau, l'inter-réseau, depuis les couches internes jusqu'au vent solaire, des ondes radio à l'UV.

Dans ce chapitre nous allons nous intéresser aux oscillations mesurées dans le réseau chromosphérique (§2.1-) et dans les couches plus externes, la région de transition (§2.2-) et la couronne (§2.3-), à partir d'observations multi longueurs d'onde, au sol ou spatiales, auxquelles j'ai participé.

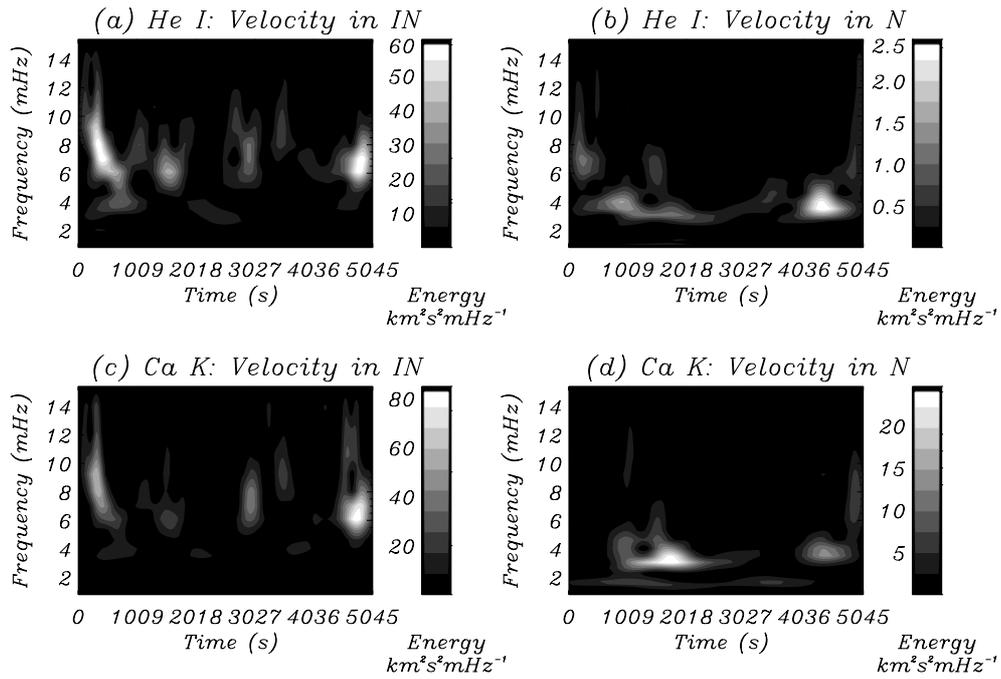
### 2.1- Mesures d'oscillations dans le réseau chromosphérique :

C'est dans les années 1960 qu'ont été détectées les premières oscillations de 3 à 5 minutes de période dans la chromosphère (Jensen et Orall, 1963 par exemple). Les périodes de 3 minutes ont été détectées partout au niveau chromosphérique alors que les périodes de 5 minutes sont absentes des cellules localisées à l'intérieur des mailles du réseau chromosphérique (Damé et al. 1984).

Dans ce contexte, en collaboration avec S. Koutchmy de l'Institut d'Astrophysique de Paris, nous nous sommes engagés dans l'observation du réseau chromosphérique, en distinguant les frontières du réseau (au champ magnétique concentré verticalement) des cellules, situées à l'intérieur des mailles (au champ magnétique en canopée). Nous avons analysé les profils des raies Ca II (393,4 nm) et He I (1083 nm) observées **au sol**, à l'observatoire de Sacramento Peak (NM, USA). Ces travaux, largement décrits dans ma thèse (**Bocchialini, 1994**), ont conduit aux conclusions suivantes : des oscillations sont observées en vitesse pour ces deux raies ; les spectres d'amplitude obtenus par la transformée de Fourier de la vitesse montrent que les périodes d'oscillations dans les frontières du réseau sont différentes de celles des cellules. Dans les cellules, on note bien plus de puissance à 6 mHz (2,8 minutes) que dans le réseau, alors que des fréquences de 3 mHz (5,5 minutes) apparaissent avec des amplitudes voisines, aussi bien dans les cellules que le réseau. La fréquence dominante dans le réseau est 3 mHz. A cette étude sur les basses fréquences, nous avons ajouté une étude du spectre d'amplitude de la vitesse et de l'intensité de la raie He I, aux fréquences supérieures à 20 mHz (périodes inférieures à 50 s). La puissance mesurée à ces fréquences est plus forte dans les cellules que dans le réseau, comme à basse fréquence, et largement au-dessus du bruit (**Bocchialini et al., 1994**).

En 1995, nous avons poursuivi ce travail en appliquant pour la première fois la technique de la transformée en ondelettes à des oscillations chromosphériques (**Bocchialini et Baudin, 1995**), sur le même jeu de données que celui du paragraphe ci-dessus. L'avantage de cette technique sur la classique transformée de Fourier étant que l'information temporelle est conservée ; elle permet donc de mettre en évidence le caractère discontinu d'un signal oscillant. On peut alors mesurer la durée de trains d'onde et déceler leur décalage temporel, entre les altitudes où sont formées les raies analysées, notamment la raie He I à 1083 nm et la raie Ca II K à 393,4 nm (Fig. 2a).

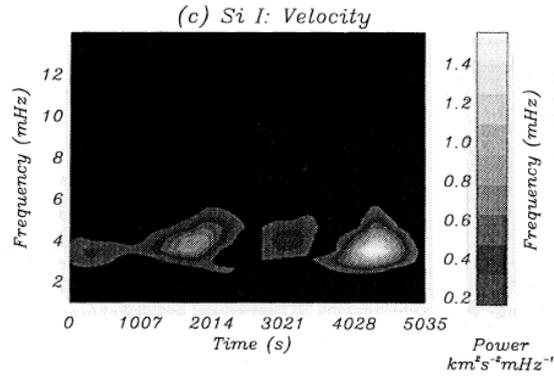
Dans les cellules, la durée des pics d'énergie à une fréquence donnée est de l'ordre de 12 à 15 minutes, alors que les pics peuvent durer jusqu'à 20 minutes dans le réseau. Comme avec la transformée de Fourier, nous avons bien sûr retrouvé des fréquences d'oscillations différentes dans le réseau (3,5 mHz, c'est-à-dire 4 min 45 s) et dans les cellules (6 mHz, c'est-à-dire 2,8 minutes). De plus, les signaux observés à deux altitudes différentes sont en phase dans les cellules (ondes stationnaires) alors qu'ils sont décalés dans le réseau. Dans le réseau en effet, le signal semble en avance dans la raie He I, alors que les modèles classiques 1D de Avrett et Loeser (1992) placent l'altitude de formation de l'Hélium au-dessus de celle du Ca II. Ce résultat remet en question la pertinence de ces modèles au moins pour les raies étudiées (difficulté due à Ca II qui est une raie optiquement épaisse<sup>3</sup>).



**Fig. 2a :** Spectre de puissance en fonction du temps et de la fréquence, dans les cellules à gauche, dans le réseau à droite, en He I (1083 nm) en haut, en Ca II K (393,4 nm) en bas (**Bocchialini et Baudin, 1995**).

On s'attend en effet à voir ces ondes progresser vers le haut, comme nous l'avons observé avec d'autres raies du même jeu de données.

<sup>3</sup> A cette longueur d'onde de 393,4 nm, les photons émis par la couche de plasma observée sont en partie réabsorbés et réémis plusieurs fois avant de s'échapper. La compréhension de la formation de la raie du Ca II K doit alors nécessairement passer par la résolution des équations du transfert de rayonnement, couplées aux équations de l'équilibre statistique, exercice complexe qui sort du cadre de ce manuscrit.



**Fig. 2b :** Spectre de puissance en fonction du temps et de la fréquence, dans le réseau, en Si I. (Baudin et al., 1996).

En effet, nous disposons aussi dans ce jeu de données, de la raie photosphérique Si I (la formation des raies photosphérique est, elle, bien comprise), dont nous avons comparé le comportement avec la raie He I (optiquement mince). L'analyse en ondelettes des vitesses mesurées dans ces deux raies dans le réseau montre (Fig. 2b) un décalage temporel entre Si I et He I, indiquant clairement une propagation vers le haut des ondes détectées, canalisées par le champ magnétique (Baudin et al., 1996).

Les vitesses de propagation déduites des décalages temporels sont comprises entre 26 et 45 km/s, compte-tenu d'une différence théorique entre les altitudes de formation de ces deux raies de 1600 km. Ces vitesses sont plus élevées que celle de la vitesse du son dans ce milieu, estimée à 10 km/s. Les oscillations à la fois en intensité (Bocchialini et al., 1994) et en vitesse et cette forte vitesse permettent de conclure sur la nature magnéto-sonore des ondes détectées.

Cette différence de fréquence que nous venons d'évoquer entre réseau et cellule se retrouve aussi dans les observations que nous avons effectuées avec l'instrument MTR en novembre 2000 (spectropolarimétrie MuTiRaies) au cours d'une campagne THEMIS. Les raies Fe I (501,5 nm), Ca I (468,5 nm), Na D1 (580,0 nm), Mg b2 (517,2 nm), H $\beta$  (486,1 nm) et H $\alpha$  (656,3 nm), listées dans l'ordre des altitudes estimées de formation, ont été observées simultanément à une cadence de 30 s dans le soleil calme (Baudin et al., 2002). La cellule observée oscille à 4 mHz (4,2 minutes) quelle que soit la raie donc l'altitude considérée, mais montre aussi un signal fort entre 6 et 8 mHz (2 à 2,7 minutes). Le réseau oscille entre 2 et 3,5 mHz (4,8 à 8 minutes), les raies formées à plus haute altitude donnant un signal à plus basse fréquence ; on note aussi du signal significatif autour de 1,7 mHz (9,8 minutes) en H $\alpha$  et H $\beta$ .

Là encore, la durée des impulsions mesurées est de l'ordre de 20 minutes.

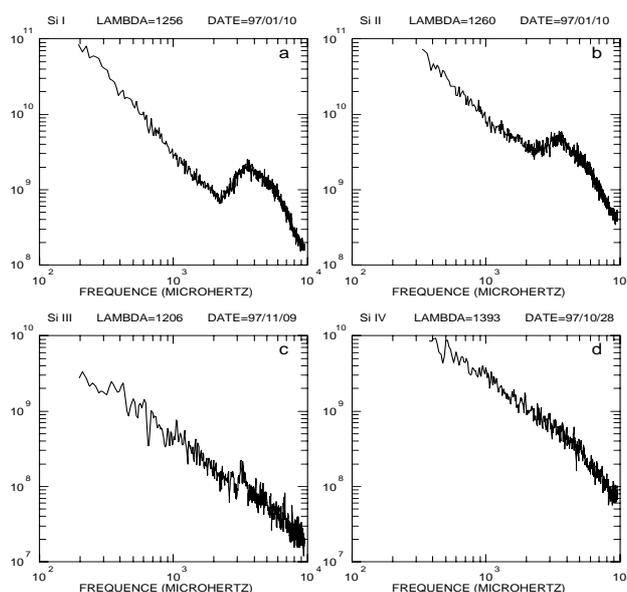
L'ébauche d'étude sur les décalages temporels entre les différentes raies, reposant sur les temps d'apparition des paquets de puissance est un peu troublante, dans la mesure où selon la zone analysée (quelques pixels choisis dans le réseau), il semble que la propagation se fasse vers le haut ou vers le bas. Ce résultat suggère que le signal est probablement sensible au bruit et qu'une analyse plus fine est nécessaire.

## 2.2- Mesures d'oscillations dans la région de transition :

Les oscillations de 5 minutes (3 mHz) associées aux « modes de pression » et observées quotidiennement au niveau photosphérique pénètrent, on vient de le voir, dans la

chromosphère et on peut les observer en particulier dans le noyau des raies H et K du calcium ionisé.

En se limitant à des considérations purement hydrodynamiques, les modes de pression devraient être totalement réfléchis vers l'intérieur à cause du fort gradient de température dans la région de transition chromosphère-couronne. Cependant, ces régions étant très hétérogènes et structurées par le champ magnétique, on ne peut exclure la possibilité de "fuites d'oscillation" par des phénomènes complexes comme la transformation d'ondes acoustiques en ondes MHD par exemple (**Gouttebroze et al. 1999**). A des altitudes où  $\beta = p/(B^2/2\mu_0)$ , rapport de la pression gazeuse et de la pression magnétique, est de l'ordre de 1, les oscillations acoustiques peuvent se convertir facilement en ondes MHD, du fait de la similarité des vitesses de phase (Judge et al., 2001).



**Fig. 3** : Spectres de puissance des variations d'intensité mesurées dans 4 raies du silicium. Les températures de formation augmentent de gauche à droite et de haut en bas (**Gouttebroze et al., 1999**).

En 1997 et 1998, nous avons effectué six séquences d'observation avec SUMER/SOHO, à des altitudes supérieures à celles considérées dans Judge et al. (voir §2.4-). Les durées d'observation vont de 8 à 16 heures, selon les cas, et les raies étudiées couvrent un large intervalle de températures de formation, de Si I (vers  $6 \cdot 10^3$  K) à Ne VIII (vers  $8 \cdot 10^5$  K), de la chromosphère à la région de transition.

L'analyse de ces données –dans laquelle la distinction réseau/cellule n'est pas faite- met en évidence la présence d'oscillations en intensité, pour des températures inférieures à 50000 K, entre 2,5 et 7 mHz avec un maximum à 3,5 mHz (entre 2,5 et 6,7 minutes), signature des modes p, mais indique aussi que les spectres de puissance des TF sont de plus en plus faibles pour les températures supérieures (Fig. 3). Les modes p semblent être arrêtés par la région de transition (**Gouttebroze et al, 1999**), c'est-à-dire pour des raies formées à des températures supérieures à 50000 K. Les ondes MHD ne semblent donc pas présentes dans le Soleil calme aux températures ci-dessus, et dans la gamme de fréquences comprises entre 1 et 10 mHz (1,6 et 16 minutes).

### 2.3- Recherche d'élargissement spectral dans la couronne :

Nous avons aussi entrepris la détection d'ondes à plus haute altitude dans la couronne. Même si la couronne solaire est observable depuis SOHO, les observations **au sol** au cours des éclipses totales viennent compléter les données obtenues depuis l'espace ; elles permettent notamment d'observer les régions très près de la surface solaire, chose impossible avec les coronographes à bord de SOHO, et surtout, à plus haute cadence temporelle.

A l'occasion des éclipses de 94 et 99, que nous sommes allés observer respectivement au Chili et en Iran, nous avons mis en œuvre une expérience de spectroscopie à haute dispersion spectrale sous la direction de S. Koutchmy de l'IAP. L'expérience a consisté en une série d'une trentaine de clichés, obtenus à différentes altitudes dans la couronne, dans la raie verte du Fe XIV, formée à 2 millions de Kelvin. Le but était de mettre en évidence un élargissement de la raie, signature du passage d'ondes progressives, candidates au chauffage de la couronne, et de comparer les résultats des 2 éclipses, l'une correspondant à un minimum d'activité (1994), l'autre étant proche d'un maximum (1999).

Pour la période de minimum d'activité, la raie verte est observée dans les régions équatoriales, jusqu'à deux rayons solaires. En revanche, aucune émission n'est mesurable au pôle Nord, alors qu'une faible émission au pôle Sud est décelée. Pour la période proche du maximum d'activité, la raie verte du Fe XIV est observée partout dans la couronne, jusqu'à 2 rayons solaires, aussi bien dans les régions équatoriales qu'aux pôles. L'intensité de la raie rapportée à celle du continu est nettement plus élevée qu'en 1994. Toutefois, les résultats préliminaires ne révèlent pas d'élargissement, aux hautes altitudes où les observations ont été réalisées, jusqu'à 1,9 rayon solaire (**Bocchialini et Koutchmy, 2001**).

### 2.4- Discussion :

Nos résultats concernant les oscillations dans le réseau et portant sur la durée de vie du signal et sur la fréquence d'oscillation ont été confirmés récemment par Banerjee et al. (2001a) pour des observations réalisées dans d'autres longueurs d'onde, depuis **l'espace**, avec SUMER pour N I à 131,8 nm, C II à 133,5 nm, C II à 103,7 nm et O VI à 103,8 nm formées dans la chromosphère et avec CDS pour O III à 59,9 nm et O V à 63,0 nm formées dans la haute chromosphère. Les oscillations observées sont interprétées comme étant des oscillations des tubes de flux dues à des ondes produites par intermittence, sur des durées de 10 à 20 minutes, et excitées par des éléments magnétiques, localisés dans les frontières du réseau.

Dans la mesure où les outils de diagnostic permettant de différencier les divers modes ne sont pas suffisants, et dans la mesure où la topologie du champ magnétique est mal connue dans la région de transition, la seule tentative d'interprétation avancée par Banerjee et al., est que ces oscillations observées dans la gamme 2-4 mHz sont dues, d'une façon générale, à des ondes magnéto-acoustiques, ce que nous suggérons quelques paragraphes plus haut. Dans les trous coronaux, Banerjee et al. (2001b) montrent la présence d'oscillations de plus longues périodes (20 à 30 minutes), détectées par CDS, aussi bien dans le réseau que les cellules, dans une gamme de températures comprises entre 20000 et 250000 K. Ces oscillations sont interprétées comme étant dues à des ondes magnéto-acoustiques lentes, qui se propagent vers le haut, le long des lignes de champ ouvertes.

Judge et al. (2001) ont montré à partir d'observations MDI, TRACE (Si I/Fe I à 170 nm) et SUMER (de C I à 119 nm jusqu'à OVI à 103,7 nm), que la réponse de la chromosphère aux modes p (relativement uniformes) photosphériques est intermittente, dans le temps et l'espace, et qu'elle est de moins en moins cohérente à altitude croissante. L'intermittence spatiale serait un effet de la canopée magnétique : le champ magnétique est supposé altérer la dynamique. Les auteurs montrent des différences de phase non nulles entre les observations TRACE et SUMER, dans la bande [3 – 10 mHz], dans les cellules, manifestations d'une propagation vers le haut.

Il reste donc toujours un désaccord dans la littérature pour savoir si les ondes sont plutôt stationnaires (réfléchies par la région de transition) ou progressives, dans les cellules. Deubner (1998) a montré un changement des caractéristiques des oscillations mesurées à partir de l'altitude de 1 Mm qui semble être une région charnière pour la propagation. Au-delà de 1000 km, les ondes seraient stationnaires car réfléchies par la région de transition. Ce résultat est cohérent avec **Bocchialini et Baudin (1995)**, dans les cellules.

Tous les résultats évoqués dans ce chapitre 2 (recherche de décalage Doppler dans les profils de raies observés et recherche d'élargissement « statistique ») semblent confirmer l'absence d'ondes au-delà d'une température de 50000 K dans le soleil calme, à des fréquences inférieures à 10 mHz. McIntosh et al. (2003) ont notamment montré, à partir d'observations chromosphériques faites avec TRACE que les oscillations disparaissent aux altitudes où  $\beta$  s'approche de 1. Ces auteurs interprètent cette disparition comme étant l'évidence de l'interaction entre les oscillations et la canopée magnétique.

On pourra cependant noter que dans les boucles coronales, et dans des raies formées à plus de 6 MK, Curdt et al. (2003) ont mesuré les oscillations observées par SUMER, en intensité et en vitesse Doppler (dans la gamme 7-31 min). L'oscillation s'amortit rapidement, dans la raie du Fe XIX. Cette oscillation est interprétée comme étant due à une onde magnéto-acoustique lente, déclenchée impulsivement, de façon répétitive mais aléatoire, peut-être par des événements à petite échelle spatiale de type mini-éruption (ou nano-éruption, voir Chapitre 3). Le plasma aux propriétés différentes dans une boucle et dans le Soleil calme, permet ici la dissipation de l'énergie de l'onde et donc le chauffage de la boucle.

Porter et al. (1994) montrent que les modes lents (de période inférieure à 100 s dans les régions actives, bien inférieure à ce qu'ont mesuré Curdt et al. dans les boucles) peuvent fournir un chauffage qui compense les pertes radiatives. Ils considèrent que ces modes lents sont créés dans la couronne par des mouvements turbulents issus de sites de reconnexion magnétique. Ils montrent aussi que les modes rapides des ondes MHD, de période inférieure à 75 s se dissipent efficacement pour équilibrer les pertes radiatives, dans le soleil calme. Dans les régions à fort champ magnétique, les ondes de très courtes périodes (inférieures à 1 s) se dissipent elles-aussi efficacement pour équilibrer les pertes radiatives dans les régions actives.

A l'occasion de l'éclipse du 11 Août 1999, Phillips et al. (2001) ont ainsi recherché la présence d'oscillations de fréquence supérieure à 1 Hz, dans la raie verte à 530,3 nm, à partir d'une analyse standard par transformée de Fourier et à partir d'une analyse en ondelettes. Quelques pixels de leurs images seulement révèlent une puissance significative entre 8 et 11 Hz (entre 0,09 et 0,125 s), mais uniquement dans des structures bien identifiées, de type sommet de boucle coronale.

L'interprétation précise de ces résultats observationnels en termes d'énergie souffre toujours de grandes incertitudes.

Une récente analyse théorique réalisée par Rosenthal et al. (2002) souligne que jusqu'à présent, l'étude des oscillations magnéto-acoustiques dans une atmosphère magnétisée est en général confinée à des systèmes dans lesquels les variations du milieu ont lieu dans une seule direction spatiale. Ces modèles, même s'ils rendent parfois compte des observations (voir Carlsson et Stein, 1997, par exemple sur les phénomènes de grains dans les raies Ca II H et K) ne peuvent être qu'une approximation grossière de la dynamique complexe à 3D qui régit l'atmosphère solaire. Rosenthal et al. (2002) ont introduit dans leur modèle (qui s'applique aux cellules) des champs magnétiques à 2D tout en gardant une stratification à 1D, et une géométrie plan-parallèle. Malgré ces simplifications, une des conséquences majeures liées à ce champ 2D est l'effet produit par l'inclinaison du champ sur la propagation des ondes de nature acoustiques. Dans le cas des cellules, où le champ magnétique est globalement non vertical sur plusieurs échelles de hauteur, l'effet est de réfléchir la quasi totalité de l'énergie vers le bas. L'altitude de la réflexion dépend de la géométrie du champ et de la fréquence de l'onde. L'atmosphère solaire ayant une surface complexe, ces altitudes de réflexion seraient multiples, ce qui expliquerait la nature intermittente des oscillations observées.

### Apport de mes travaux à cette thématique :

Nous avons montré que réseau et cellule chromosphériques présentent des oscillations en intensité et/ou en vitesse à des périodes dominantes respectivement de 5 et 3 minutes. La technique de la transformée en ondelettes a permis de déterminer la durée des pulsations, typiquement de l'ordre de 15 minutes dans les cellules et plutôt 20 minutes dans le réseau. La Table 2 rassemble mes résultats, obtenus à partir d'observations disjointes, au sol et avec SOHO.

Température (K)	Altitude (km)	Raie	Cellule (en vitesse)	Réseau (en vitesse)	Soleil Calme (en intensité)
100000	2300	Si IV	Non observée	Non observée	Pas de signal
80000	2200	Si III	Non observée	Non observée	Pas de signal
20000	2100	Si II	Non observée	Non observée	3,5 mHz/4,5 minutes
8000	1600 - 1900	He I	3mHz/5,5 minutes 6 mHz/2,8 minutes >20 mHz/< 50 s	3 mHz/5,5 minutes 3,5 mHz/4,5 minutes >20 mHz/< 50 s	Non observée
7000	1900	H $\alpha$	4 mHz/4,2 minutes 7 mHz/2,4 minutes	2,75 mHz/6 minutes 1,7 mHz/9,8 minutes	Non observée
6500	1700	Ca II K <sub>3</sub>	3mHz/5,5 minutes 6 mHz/2,8 minutes	3 mHz/5,5 minutes 3,5 mHz/4,5 minutes	Non observée
6000	1100	Si I		3,5 mHz/4,5 minutes	3,5 mHz/4,5 minutes
6000	1100	H $\beta$	4 mHz/4,2 minutes	2 mHz/8,5 minutes 1,7 mHz/9,8 minutes	Non observée
5000	600	Mg b2	4 mHz/4,2 minutes	2,7 mHz/6,2 minutes	Non observée
4200	500	Na D1	4 mHz/4,2 minutes	3,5 mHz/4,8 minutes	Non observée
4500	300	Ca I	4 mHz/4,2 minutes	3,5 mHz/4,8 minutes	Non observée
5000	200	Fe I	4 mHz/4,2 minutes	3,5 mHz/4,8 minutes	Non observée

**Table 2 :** Fréquences et périodes d'oscillations pour différentes structures, en fonction des raies observées (températures et altitudes de formation d'après le modèle Avrett et Loeser, 1992).

Les décalages temporels des pics de puissance comparés entre deux raies formées à deux altitudes différentes semblent montrer que les cellules sont le siège d'ondes stationnaires, alors que dans le réseau la conclusion d'ondes progressives vers le haut est moins nette. Pour des températures inférieures à 50000 K, les vitesses (16 à 45 km/s) déduites du

modèle de Avrett et Loeser (1992), supérieures à la vitesse du son, font penser que les ondes progressives détectées sont des ondes magnéto-sonores. Dans le soleil calme, en dehors des trous coronaux, l'absence d'ondes au-delà de 50000K semble confirmée dans des raies de la région de transition.

Nous venons de passer en revue les théories qui mettent en jeu des ondes MHD. Le chapitre suivant est consacré aux mécanismes quasi-statiques faisant intervenir des courants à petite échelle, des reconnections, ou encore la turbulence.

## Chapitre 3 : Chauffage par mécanismes quasi-statiques

Que l'on considère le scénario de Parker qui met en jeu des reconnexion magnétiques (§3.1-) ou celui de van Ballegoogen qui propose une cascade turbulente magnétique (§3.2), ces deux mécanismes reposent sur l'idée de base que les mouvements lents de la convection photosphérique modifient la topologie magnétique et donnent lieu à l'apparition de nappes de courants qui pourront chauffer la couronne par effet Joule (Longcope et Sudan, 1992).

La description de boucles coronales par un champ magnétique potentiel ( $\vec{\nabla} \wedge \vec{B} = \vec{0}$ ) permet de reproduire à grande échelle les propriétés des structures observées. Toutefois, des écarts à ce champ potentiel peuvent exister sans qu'on puisse pour autant les identifier observationnellement, surtout sur des boucles de petite taille. La topologie du champ est alors plus justement décrite par un champ sans force, tel que  $\vec{\nabla} \wedge \vec{B} = \alpha \vec{B}$  (où  $\alpha$  est le cisaillement magnétique, en  $m^{-1}$ ). Les champs sans force conduisent à des courants, qui sous la forme de nappes de courant, peuvent être une importante source de chauffage (Narain et Ulmschneider, 1990).

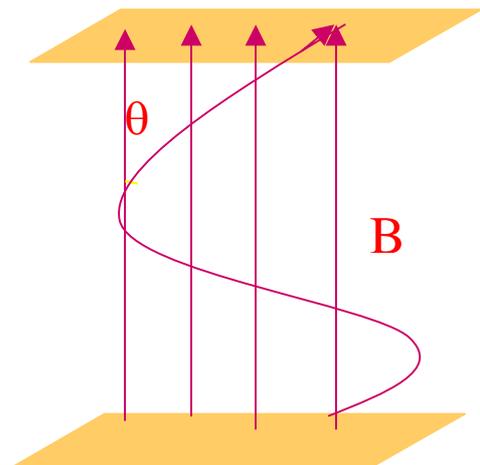
Dans sa revue sur le chauffage coronal, Zirker (1993), expose les mécanismes quasi-statiques mettant en jeu des courants électriques (courants « DC », par opposition aux courants « AC » évoqués pour les ondes d'Alfvén, voir chapitre 2) : on distingue les courants alignés le long des lignes de champ (lorsque  $\beta$  est inférieur à 1) des courants perpendiculaires aux lignes de champ (lorsque  $\beta$  est supérieur à 1).

### 3.1- Scénario de reconnexion magnétique :

Dans le cas des courants transverses, on parle de nappes de courant. C'est dans ce cas notamment que peuvent se produire les reconnexion magnétiques qui conduiront aux nano-éruptions de Parker (Fig. 4) : des nappes de courant se forment spontanément suite à l'enchevêtrement des lignes de champ dû aux mouvements photosphériques qui font

apparaître une composante perpendiculaire du champ magnétique (discontinuité tangentielle). La valeur de la discontinuité tangentielle augmente avec le temps, de même que le nombre de ces discontinuités. Le système s'écarte alors de l'équilibre. Lorsque l'angle  $\theta$  entre la composante initiale  $B$  du champ et la composante transverse  $b_{\perp}$  qui apparaît suite aux mouvements des lignes de champ est de l'ordre de 14 degrés, alors la composante transverse vaut environ  $\frac{1}{4}$  de la composante initiale ( $b_{\perp} = B \tan \theta$ ), et l'énergie emmagasinée en  $5 \cdot 10^4$  s est suffisante pour contre-balancer les pertes d'énergie de la couronne ( $10^7$  ergs/cm<sup>2</sup>/s). Une reconnexion magnétique impulsive va produire une dissipation d'énergie (de l'ordre de  $10^{24}$  ergs) qui permettra au système de retrouver un état d'équilibre final (Parker,1988).

La phase de reconnexion produit aussi de la turbulence qui peut entraîner à nouveau des phénomènes de reconnexion. Le temps de stockage de l'énergie étant long devant la dynamique du système, on peut penser que cette énergie est la superposition des énergies (plus faibles) libérées par plusieurs reconnexions (Aletti, 2001). La diffusivité magnétique  $\eta$  étant de l'ordre de  $1$  m<sup>2</sup>/s dans la couronne et le temps de diffusion du champ magnétique s'exprimant comme  $L^2/\eta$  (où  $L$  est l'échelle spatiale), on voit aussi que des petites échelles spatiales de l'ordre de  $10^2$  m sont nécessaires pour rendre compte des durées observées de quelques secondes à quelques jours dans un certain nombre d'événements comme les points brillants sur lesquels nous reviendrons dans la suite.



*Fig.4: A gauche, système de boucles coronales observées par TRACE, à haute résolution spatiale. A droite, schéma des lignes de champ magnétique mises à l'horizontale, entre deux plans symbolisant la photosphère. L'orientation des lignes varie, compte-tenu des mouvements photosphériques.*

### 3.2- Scénario de cascade turbulente :

Dans le cas de courants s'écoulant le long des boucles coronales, ceux-ci peuvent se dissiper directement par effet Joule, suite à une cascade turbulente.

Pour que le chauffage par dissipation de courant soit efficace, van Ballegooijen (1986) précise que les densités de courant doivent être élevées (la résistivité étant faible). Il propose que ces densités élevées soient produites par un processus de cascade turbulente d'énergie magnétique, déclenchée par le mouvement aléatoire et continu des pieds des lignes de champ (forçage magnétique), entraînant le développement de forts gradients (tourbillons de toutes tailles) ; l'énergie magnétique est alors transférée des

grandes échelles aux petites échelles lors des interactions entre les tourbillons, et le système évolue ainsi dans le temps en une succession d'états d'équilibre, *sans reconnexion*. Zirker (1993) indique que ces cascades peuvent aussi impliquer des ondes d'Alfvén (qui pourront se dissiper grâce aux forts gradients) et donc des courants « AC ».

L'idée générale des travaux que nous avons menés sur cette thématique repose sur ces deux modèles qui pourraient intervenir conjointement dans le chauffage de la couronne, et que nous allons tenter de valider en termes d'observations et de simulation numérique.

### **3.3- Observation de Points Brillants ; approche statistique :**

Les scénarios succinctement décrits précédemment sont appliqués par leurs auteurs aux boucles de régions actives observées dans la couronne ; nous avons voulu transposer ces modèles à des boucles de bien plus petites dimensions : celles formant les points brillants. Quand on regarde attentivement un film EIT pris dans la raie à 19,5 nm par exemple, et à cadence de 12 minutes, on constate qu'on est confronté au champ magnétique dans une vaste gamme d'échelles spatiales et temporelles, des points brillants aux larges boucles coronales, de leur émergence à leur disparition.

Dans ce large spectre, les petites échelles semblent jouer un rôle essentiel : c'est ainsi qu'il devient admis que le chauffage coronal, quel qu'en soit son « processus origine » (reconnexions, turbulence MHD) s'effectue dans de petites nappes de courant.

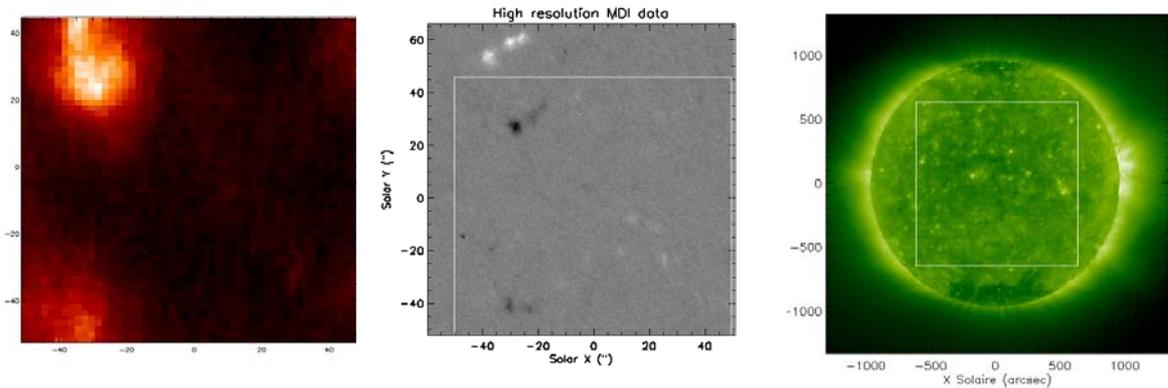
Depuis la proposition de Parker en 1988, d'un concept de chauffage coronal par les nano-éruptions, la recherche de signatures de petits événements, notamment dans le soleil calme, a été largement motivée par le fait que les instruments de types EIT, SUMER et CDS à bord de SOHO, qui permettent de sonder l'atmosphère de la chromosphère à la couronne ont de bonnes résolutions spatiales, ainsi que le satellite TRACE (mais dont la sensibilité est insuffisante pour le soleil calme).

Comment valider observationnellement un mécanisme de chauffage nécessitant des petites échelles de l'ordre de la centaine de mètres quand la résolution spatiale des instruments de SOHO est de l'ordre de la seconde d'arc soit 700 km ?

Les points brillants (quelques milliers de km de diamètre) qui semblent « s'allumer et s'éteindre » sur des échelles de temps de quelques minutes à quelques jours, sont autant de phénomènes qui donnent un caractère intermittent (spatial et temporel) au chauffage de la couronne, si on pense effectivement que ces événements participent au chauffage. D'autre part, si on suit l'hypothèse de Parker que les événements observés, les plus petits étant de la taille du pixel de SUMER (700 km), sont le résultat de la superposition de plusieurs reconnexions élémentaires, alors les événements observés sur des échelles différentes (notamment en termes d'énergie totale, ou d'intensité dans une raie) ont des propriétés identiques. Ces propriétés sont mises en évidence par des distributions de ces grandeurs qui suivent des lois de puissance. Ces lois de puissance révèlent une invariance d'échelle : tant qu'on reste à des échelles supérieures à l'échelle de dissipation, les événements observés sont tous produits de façon similaire.

C'est donc cette caractéristique statistique que nous avons voulu retrouver à partir de l'observation des plus petites structures du soleil calme accessibles avec SOHO. Nous nous sommes intéressés aux points brillants que nous avons considérés sous deux formes ( Fig. 5) : Les points brillants, plutôt circulaires, bien définis spatialement, qui s'étendent sur plusieurs pixels des instruments SUMER, CDS et EIT, et des points

brillants beaucoup plus petits, dont l'information non résolue est contenue dans un seul pixel de ces mêmes instruments.



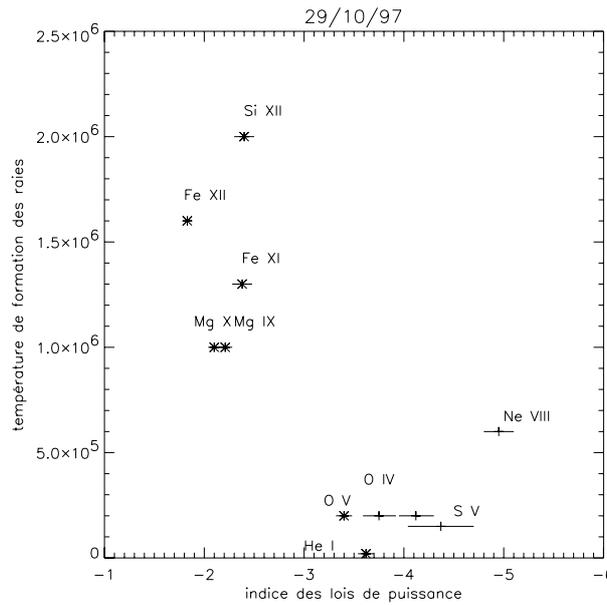
**Fig. 5 :** *A gauche, point brillant observé par CDS dans la raie du Mg X ; au centre, le champ magnétique correspondant vu par MDI ; à droite, image EIT à 19,5 nm montrant une multitude de points brillants de toutes tailles (Aletti, 2001).*

Harvey (1993) rappelle que les points brillants ont été observés en détail à partir d'images X (Golub et al., 1974) et EUV de Skylab (Habbal et Withbroe, 1981). Ces petites structures ont une durée de vie qui varie de quelques heures à quelques jours, et qui montrent une forte variabilité sur des échelles de quelques minutes. Les points brillants vus en X coïncident avec des dipôles magnétiques.

Pres et Phillips (1999) ont étudié les points brillants du soleil calme, avec EIT/SOHO, dans la raie du Fe XII, et en X avec Yohkoh, et ils ont trouvé que les points brillants ont une durée de vie particulièrement bien corrélée avec la durée de vie de  $\sim 2$  jours du champ magnétique déterminé avec des magnétogrammes MDI.

C'est dans ce contexte que nous avons entrepris une collaboration avec les groupes de physique théorique de l'Ecole Normale Supérieure de Pise et l'Université de Florence, collaboration qui s'appuie sur les premiers résultats d'analyse obtenus en septembre 97 sur les données des spectro-imageurs SUMER et CDS, de l'imageur EIT et du magnétographe MDI à bord de SOHO.

**Régnier et al. (1998)** et **Bocchialini et al. (1998)** ont mené une analyse multi longueurs d'onde de points brillants d'une dizaine de pixels de diamètre, observés avec SUMER et CDS, suivis dans le temps. Ces observations sont faites avec une résolution de  $1''$  pour SUMER,  $2''$  pour CDS, et il est possible de s'intéresser aux pixels qui composent la structure observée. Nous avons fait l'hypothèse que chaque pixel de chaque structure est indépendant de ses voisins et que l'intensité mesurée est le résultat de la superposition d'événements plus petits mais non détectables. Nous avons recherché des lois de puissance dans la distribution des intensités intégrées, mesurées simultanément dans plusieurs raies de la chromosphère et de la région de transition, sur ces petits champs de vue dont on suit l'évolution temporelle. Les lois de puissance sont définies en construisant l'histogramme des intensités pour chaque raie étudiée : pour l'ensemble des raies étudiées, la distribution des intensités les plus fortes s'écarte fortement d'un ajustement par une fonction  $\chi^2$ . Les lois de puissance identifiées ont des indices de pente variables avec la température : l'indice est maximal pour une température de  $6 \cdot 10^5$  K. Aletti (2001) a complété ce travail en analysant les pentes obtenues dans la distribution des intensités intégrées pour un autre jeu de points brillants et confirme que les pentes les plus fortes sont obtenues entre  $5$  et  $6 \cdot 10^5$  K (Fig. 6).

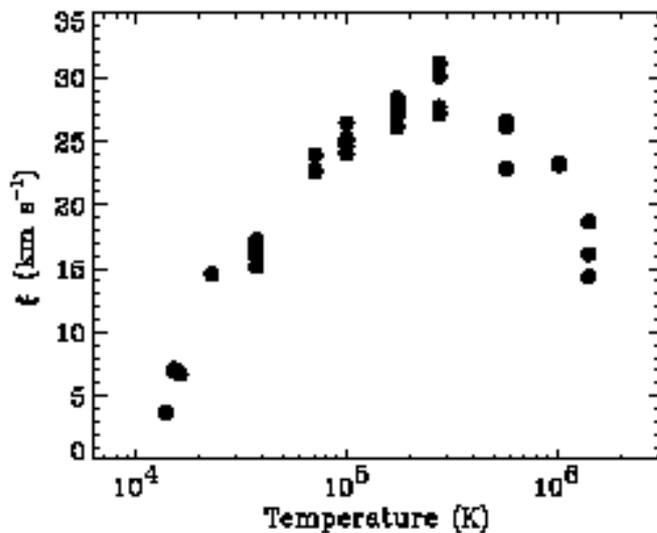


**Fig. 6:** Variation des pentes des lois de puissances mesurées pour plusieurs raies (données CDS \*, données SUMER +) en fonction de la température de formation des raies (Aletti, 2001).

Si comme le suggèrent Lu et Hamilton (1991), Hudson (1991) ou encore Vlahos et al. (1995), la pente est caractéristique de l'énergie dissipée, alors l'énergie dissipée est probablement maximale à cette température. Il y a certainement une information qui reste à établir sur le lieu des reconnexion qui vont produire un chauffage local, et la dissipation (refroidissement radiatif) susceptible d'être à l'origine de ces pentes.

Ce résultat peut être rapproché de celui de Chae et al. (1998) : des vitesses non thermiques ont été mesurées à partir d'observations SUMER, dans le soleil calme, dans des raies formées entre  $10^4$  et  $2 \cdot 10^6$  K (Fig. 7). Ces vitesses sont inférieures à 10 km/s pour des températures inférieures à  $2 \cdot 10^4$  K, elles atteignent un maximum de 30 km/s à  $3 \cdot 10^5$  K, puis redescendent au-delà de cette température. Cette variation suit le même comportement que les indices des pentes de Aletti. Malgré l'origine incertaine de ces vitesses non-thermiques, Chae et al. privilégient une turbulence MHD à petite échelle, turbulence plus importante dans la région de transition. La turbulence peut participer à la dissipation de l'énergie en la transportant des grandes aux petites échelles spatiales et ainsi favoriser un nombre plus important d'événements dissipatifs observés, éventuellement via des reconnexion, qui du fait du réarrangement de la topologie magnétique entraînent la création d'ondes d'Alfvén.

**Aletti et al. (1999), Bocchialini et al. (1999), Aletti et al. (2000)** se sont aussi intéressés à la distribution en intensité de l'ensemble des pixels du soleil calme, observé par EIT dans un champ large, dans la raie coronale du Fe XII. La résolution spatiale est ici de  $2,4''$ . Des images (21) suffisamment espacées dans le temps pour assurer l'indépendance des événements ont été sélectionnées, du type de celle de la fig. 5. Les auteurs font l'hypothèse que tous les pixels sont indépendants les uns des autres, ce qui se justifie là encore si on fait l'hypothèse que l'intensité dans un pixel est la superposition d'événements élémentaires beaucoup plus petits.



*Fig. 7: Vitesses non thermiques en fonction de la température, dans le soleil calme (Chae et al., 1998)*

La présence d'une loi de puissance a pu être mise en évidence sur l'histogramme en échelle log-log de la fig. 8. La mise en évidence d'une loi de puissance est la caractéristique statistique macroscopique du mécanisme microscopique de dissipation d'énergie que nous avons cherché à valider. La valeur de la pente en elle-même n'est pas le point le plus important (voir §3.5- pour une discussion à ce sujet).

### 3.4- Résultats de simulations numériques :

L'intermittence (spatiale ou temporelle) peut se définir par la présence d'ailes non gaussiennes dans une distribution de variable et elle est une signature de la turbulence ; elle exprime la présence de forts gradients aux petites échelles pouvant apparaître sous la forme de nappes de courant (Galtier, 1998). C'est ce qu'on observe dans les résultats de simulation numérique de Einaudi et al. (1996) ou Georgoulis, Velli et Einaudi (1998) qui ont interprété le scénario de Parker en termes de turbulence MHD, en utilisant des modèles « fluides » qui donnent une description physique du système, mais au prix d'un gros effort de calcul.

Galtier (1998) précise que l'invariance d'échelle observée en turbulence est aussi une propriété des modèles mécaniques d'avalanches, appelés modèles « auto-organisés critiqueusement » ou SOC (Self-Organized Criticality), construits sur l'idée que suite à une petite perturbation, le système dans un état métastable, sera entraîné vers un nouvel état critique. Les avalanches, déclenchées de façon intermittente, ne présentent aucune échelle caractéristique (invariance d'échelle), ce qui va se traduire par des lois de puissance dans les distributions de la taille ou de la durée des avalanches.

Partant de cette idée, Lu et Hamilton (1991) ont proposé des modèles de type Automate Cellulaire dans lesquels le champ magnétique de la boucle modélisée s'auto-organise à partir d'états critiqueusement stables, de façon non pas locale comme dans les codes SOC, mais globale. Toutefois, dans ces modèles, mis en œuvre plus facilement que les codes basés sur la résolution des équations de la MHD, la dynamique interne de la boucle n'est pas prise en considération.

Entre ces deux extrêmes (codes SOC et MHD), Aletti (2001) a proposé un code de simulation que nous appellerons code phénoménologique, dans lequel la simulation ne repose pas sur la résolution stricte des équations de la MHD réduite qui décrivent l'évolution du champ magnétique de la boucle modélisée, mais cherche à modéliser les effets de ces équations grâce à un formalisme simplifié, en s'appuyant aussi sur l'idée d'une réorganisation globale de la densité de courant. Cette variable est en effet celle qui est retenue dans ce modèle puisque c'est à la condition d'une forte densité de courant que la dissipation peut être efficace.

Le code 2D d'Automate Cellulaire initialement écrit par Einaudi et Velli (1999), a été donc amélioré (Aletti, 2001) en y incluant l'évolution du champ magnétique et la propagation des ondes d'Alfvén (passage à 2,5 D), dans le but d'obtenir des quantités observables qui pourront alors être comparées à nos observations décrites au paragraphe 3-3.

La boîte de simulation se présente comme une grille de 64 (direction x) par 64 (y) par 30 (z). Le fort champ magnétique est supposé uniforme et dirigé dans la direction z. Ce fort champ magnétique implique que la dynamique de la boucle se situe dans les plans perpendiculaires à la direction des lignes de champ. La perturbation du système se fait à la base de la boucle. L'effet du forçage externe est simulé en appliquant une perturbation sur le champ de vitesse via la fonction de courant. L'effet des termes non linéaires est simulé en donnant à la perturbation un spectre en énergie de type Kolmogorov (on pourra voir Galtier, 1998 pour une définition). La propagation de la perturbation est assurée par les ondes d'Alfvén d'un plan à un autre.

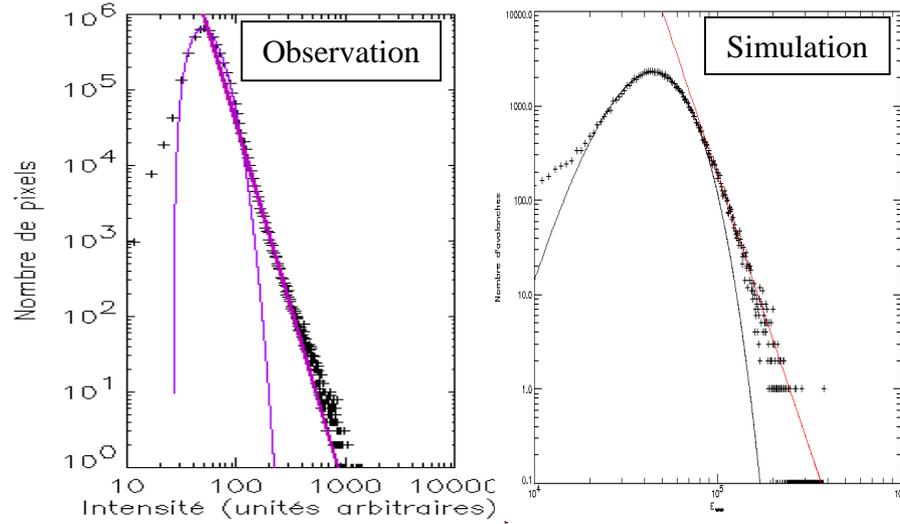
On ne fixe pas a priori la valeur finale de la densité de courant, mais on laisse le système évoluer selon l'équation d'induction considérée dans le cadre de la MHD résistive.

On laisse se propager les perturbations créées aux bords et quand la densité de courant en un point de la grille va dépasser une certaine valeur critique, des dissipations d'énergie vont se produire. Il y a alors redistribution globale du champ magnétique via son potentiel vecteur. Cette redistribution se fait suivant l'équation d'induction de la MHD réduite prise dans le cas idéal. Elle se fait dans l'espace de Fourier et est donc globale sur tout le plan. La redistribution du champ magnétique peut comme dans les codes SOC classiques entraîner l'augmentation de la densité de courant au-delà de la valeur critique de la grille. Et on a ainsi la création d'une avalanche dans un plan mais qui n'est pas nécessairement localisée dans l'espace comme c'est le cas pour les codes SOC.

La fig. 8 montre le résultat de cette simulation, assez proche des observations : l'énergie dissipée suit une loi de puissance, déjà mise en évidence lors de l'analyse statistique d'observations de petits événements solaires, mais aussi dans les codes SOC ou MHD.

Cette figure est obtenue pour un jeu de paramètres libres du système (la valeur seuil du courant, l'efficacité de la dissipation, et la diffusivité magnétique). Les seules 3 simulations faites pour 3 jeux de paramètres (un seul paramètre variable) ont conduit à des résultats très similaires en termes d'écart à la gaussienne et de valeurs de pente, mais n'ont toutefois pas permis de dégager de conclusion plus robuste quant à l'incidence de leurs valeurs numériques sur la valeur des pentes.

Ce modèle hybride, entre un modèle MHD (mais simplifié, introduisant des ondes d'Alfvén qui propagent l'énergie venant de la photosphère dans toute la boucle magnétique modélisée) et un modèle d'Automate Cellulaire (qui rend compte d'une réorganisation spontanée du champ magnétique, de type Self Organized Criticality, lorsqu'une valeur seuil est atteinte) a été récemment amélioré par Buchlin et al. (2003).



**Fig. 8 :** *A gauche, histogramme des intensités du Soleil calme, construit à partir des pixels de 21 images EIT (Fe XII), en échelle log-log. On note une déviation à la fonction  $\chi^2$  aux fortes intensités, pouvant être interprétée comme une signature de l’intermittence du chauffage. A droite, le résultat de la simulation numérique à 3D mise en œuvre. La loi de puissance aux fortes intensités met en évidence le caractère auto-similaire des énergies des événements produits de façon intermittente (Aletti, 2001).*

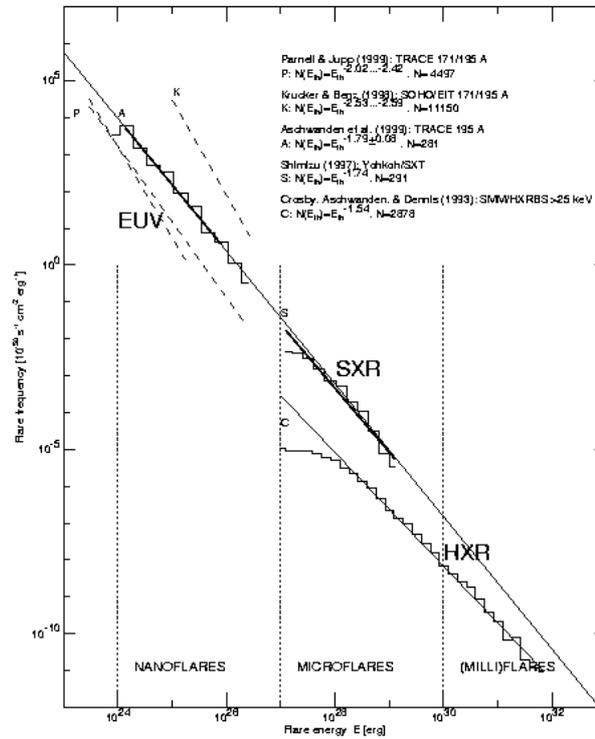
### 3.5- Discussion :

Les distributions en loi de puissance que nous avons obtenues sur des événements de type points brillants ont été par ailleurs observées dans les distributions en énergie des éruptions solaires, notamment en X avec YOHKOH (Crosby et al., 1993). Aschwanden et al., (2000) ont rassemblé sur la Fig. 9, les résultats des observations de nombreux auteurs ; des lois de puissance d’indices de pente variés sont présentes sur 8 ordres de grandeur en énergie, des nano-éruptions aux éruptions.

Si on pense que ce sont les nano-éruptions qui contribuent au chauffage de la couronne plutôt que les éruptions, Hudson (1991) a montré que les indices des pentes des lois de puissance devaient être inférieurs à  $-2$ . Ces considérations s’appliquent aux distributions de l’énergie *totale* dissipée par un événement, et non pas seulement aux observations réalisées pour quelques raies du spectre UV par exemple. Ainsi, l’article de **Aletti et al. (2000)** met en garde quant à l’interprétation des valeurs des pentes qui pourrait conduire à des conclusions trop radicales sur la participation ou non des nano-éruptions au chauffage. De plus, les valeurs des indices des pentes peuvent différer d’un article à un autre pour un même jeu de données, simplement parce que la définition de l’événement n’est pas la même :

en utilisant des images EIT, Berghmans et al. (1998) ont identifié des événements de la taille du pixel à partir de l’évaluation de la perte d’énergie radiative (associée à l’intensité des raies observées), qui est proportionnelle à la variation de la mesure d’émission ; avec un jeu de données similaires, Krucker et Benz (1998) ont identifié des événements en évaluant l’énergie qu’il est nécessaire d’injecter pour rendre compte de l’intensité mesurée ; cette énergie est proportionnelle à *la racine carrée* de la variation de mesure d’émission. Les premiers auteurs trouvent des indices de lois de puissance de valeur absolue inférieure à 2, alors que les seconds trouvent des indices de valeur absolue supérieure à 2. Dans le

premier cas, les nano-éruptions sont inefficaces pour le chauffage, alors que dans le second cas, elles sont efficaces pour chauffer la couronne !



**Fig. 9 :** Distribution du nombre d'événements en fonction de leur énergie (en erg). Résultats de plusieurs auteurs (Aschwanden et al., 2000).

Les codes de simulation numérique donnent l'énergie dissipée, alors que les observations révèlent plutôt la luminosité dans une raie. Buchlin et al. (2003) font remarquer qu'il serait crucial pour l'avenir de développer des modèles qui produisent des quantités observables, de façon à renforcer les liens entre observations et simulations.

Néanmoins, indépendamment des valeurs des indices des pentes obtenues, les résultats décrits dans les paragraphes 3.3- et 3.4- et ci-dessus plaident en faveur d'un système turbulent forcé, dont l'échelle de dissipation est inférieure à la résolution spatiale des instruments.

Si les distributions en lois de puissance de grandeurs observables sont une signature indirecte du chauffage à micro-échelle, les résultats d'Innes et al. (1997) portant sur des observations faites avec SUMER dans les raies du Si IV notamment (139,3 et 140,2 nm, formées vers  $10^5$ K), d'événements explosifs dans la chromosphère, révèlent la présence de jets bi-directionnels de plasma à une vitesse de l'ordre de la vitesse d'Alfvén. La structure de ces jets semble évoluer ainsi que le prédisent les modèles théoriques de reconnections magnétiques, *ce type de résultats n'ayant cependant pas été de nouveau obtenu par la suite.*

L'intermittence évoquée quelques paragraphes plus haut, obtenue au cours des simulations numériques de divers auteurs, et soupçonnée d'être à l'origine des lois de puissance, a été observée par Patsourakos et Vial (2002a) pour la région de transition et la basse couronne, dans les raies O IV et Ne VIII observées avec SUMER, la fente de SUMER « coupant » des mailles du réseau chromosphérique. A partir d'une série temporelle de 450 minutes environ, ils ont calculé le « flatness spectrum » (quantité sans

dimension), signature d'intermittence pour des valeurs supérieures à un certain seuil. Ils ont mis en évidence que pour des échelles de temps inférieures à 35 minutes (et même inférieures à 5 minutes), la majeure partie de la région observée est intermittente, propriété davantage prononcée à petite échelle temporelle. Spatialement, ces signes d'intermittence se retrouvent un peu partout.

Ces résultats sont là encore en faveur d'un chauffage impulsif de la région de transition et de la couronne via une turbulence MHD de type intermittent.

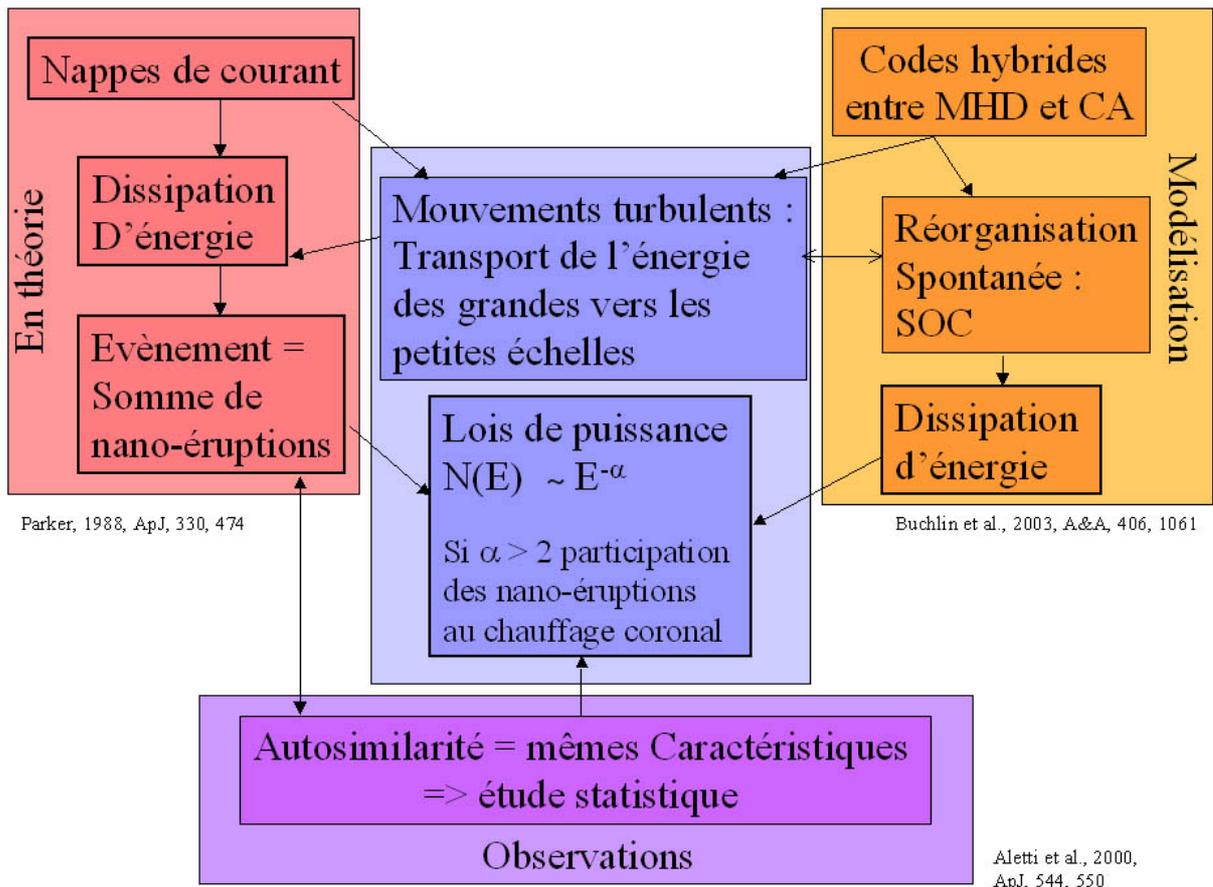
J'ai par ailleurs participé à une étude sur l'évolution temporelle de la région active AR 7978 qui présente cette particularité d'avoir été suivie sur 7 rotations solaires, de Juillet à Décembre 1996, avec SOHO (MDI, EIT, CDS, SUMER) et YOHKOH, de son émergence à sa phase de décroissance (Van Driel-Gesztelyi et al., 2003). Cette région était l'unique région active à cette époque à la surface solaire et présentait une configuration magnétique dipolaire, classiquement utilisée dans de nombreux modèles. En déduisant des paramètres physiques de l'évolution à long terme de cette région active et en corrélant les conditions globales du plasma avec le champ magnétique d'une part et en comparant avec les modèles appropriés d'autre part (Démoulin et al, 2003), le mécanisme responsable du chauffage coronal a été recherché.

Dans une étude préliminaire (van Driel-Gesztelyi et al., 1999, 2001, 2003), nous avons montré que la densité de flux magnétique (en fonction de l'intensité des raies étudiées) et la mesure d'émission (en fonction de la température) suivent toutes deux des lois de puissance, dont les exposants croissent avec la température de formation des émissions observées. Nous avons montré que les flux émis par la couronne et la région de transition dépendent respectivement de la puissance 2 ou 1 du flux magnétique moyen.

Sur la base de ces résultats, Démoulin et al. (2003) ont trouvé que les modèles s'appuyant sur une accumulation de l'énergie, des nappes de courants et de la turbulence MHD étaient en meilleur accord avec les observations que les modèles qui attribuent le chauffage coronal à la dissipation d'ondes MHD injectées à la base de la couronne.

### **Apport de mes travaux à cette thématique :**

Nos efforts conjoints de simulation numérique de structures à champ magnétique fermé, et d'observation des plus petites structures observables par les instruments de SOHO sont en faveur d'un chauffage impulsif de la région de transition et de la couronne via une turbulence MHD de type intermittent, dont les échelles de dissipation sont bien inférieures aux résolutions spatiales de nos instruments. On peut résumer ces quelques phrases à l'aide du schéma 2. La détermination via les simulations numériques de signatures subtélescopiques et directement observables, autres que celles de distributions en loi de puissance, sera décisive pour mieux cerner ces processus de chauffage à petite échelle. Les prochains instruments d'observation devront à la fois allier une résolution spatiale bien meilleure que 1" mais aussi une bonne sensibilité pour pouvoir détecter un signal suffisant dans le soleil calme.



**Schéma 2 :** *Chauffage à petite échelle spatiale : liaisons possibles entre théorie, modélisation et observations.*

Dans ce chapitre, nous nous sommes intéressés particulièrement à une topologie de champ magnétique en boucle, donc fermée. Le fait que les deux extrémités de la ligne de champ soient soumises aux mouvements sub-photosphériques, favorise la formation de nappes de courant, et donc un chauffage à petite échelle, de type nano-éruptions, donc intermittent. Les reconnexions magnétiques qui s'ensuivent peuvent déclencher l'apparition d'ondes MHD, qui pourront elles-aussi se dissiper et participer au chauffage coronal.

Dans le chapitre suivant, c'est le champ ouvert qui va être l'objet de notre attention, matérialisé par les trous coronaux, dans lesquels des ondes MHD vont pouvoir se propager, voire entrer en résonance avec les ions et alors les accélérer pour former le vent solaire rapide.



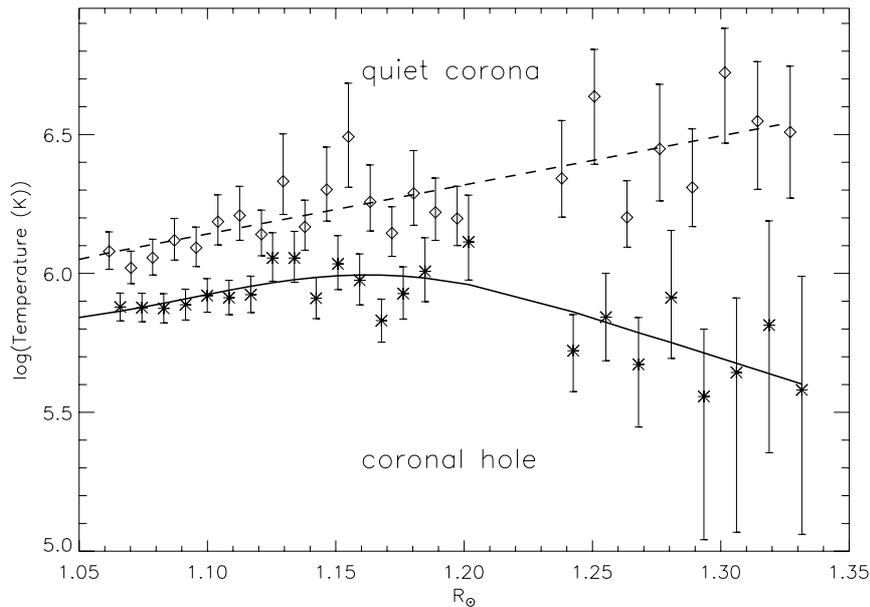
## Chapitre 4 : Origine du vent solaire rapide

Dans les années 50, Parker (1958) a prédit l'existence d'un vent solaire rapide, à partir d'un modèle basé notamment sur l'hypothèse que la conduction thermique est responsable de l'accélération des particules. Ce type de modèle dépend donc de manière critique de la température dans les trous coronaux, qui sont la source du vent solaire rapide.

### 4.1- Remise en cause du modèle d'accélération de Parker :

La mesure de la température dans les trous coronaux, avant la mission SOHO, n'avait jamais été faite de manière satisfaisante, à cause de la faible émissivité des trous et de l'importance de la lumière diffusée par les télescopes des instruments. En utilisant les spectromètres SUMER et CDS, David et al. (1998) ont effectué la première mesure de température électronique dans un trou coronal polaire : la faible valeur trouvée (moins d'un million de K), inférieure à la température hors du trou coronal, invalide formellement le modèle de Parker.

Le diagnostic utilisé est basé sur le rapport d'intensité de 2 raies de l'O VI, 17,3 nm/103,2 nm, qui dépend uniquement de la température des électrons pour la composante de l'excitation due aux collisions avec les électrons libres. Les températures obtenues sont inférieures à 1 MK avec un maximum à 1,15 rayon solaire puis tombe autour de 0,4 MK à 1,3 rayon solaire (Fig. 10). Ces résultats qui sont les plus précis obtenus jusqu'à maintenant indiquent donc que les vitesses du vent rapide ne sont pas dues à des processus thermiques. Les fortes vitesses du vent rapide sont probablement dues à une accélération directe par les ondes magnétohydrodynamiques. Cette idée est en accord avec un transfert d'énergie vers les ions, notamment les ions lourds, comme observé par UVCS/SOHO (Kohl et al. 1997, Kohl et al., 1998), nous y reviendrons au paragraphe 4.4.



**Fig. 10 :** Logarithme de la température dans la couronne calme (pointillés) et dans un trou coronal (trait plein), en fonction du rayon solaire (David et al., 1998).

#### 4.2 Diagnostic des trous coronaux à basse altitude :

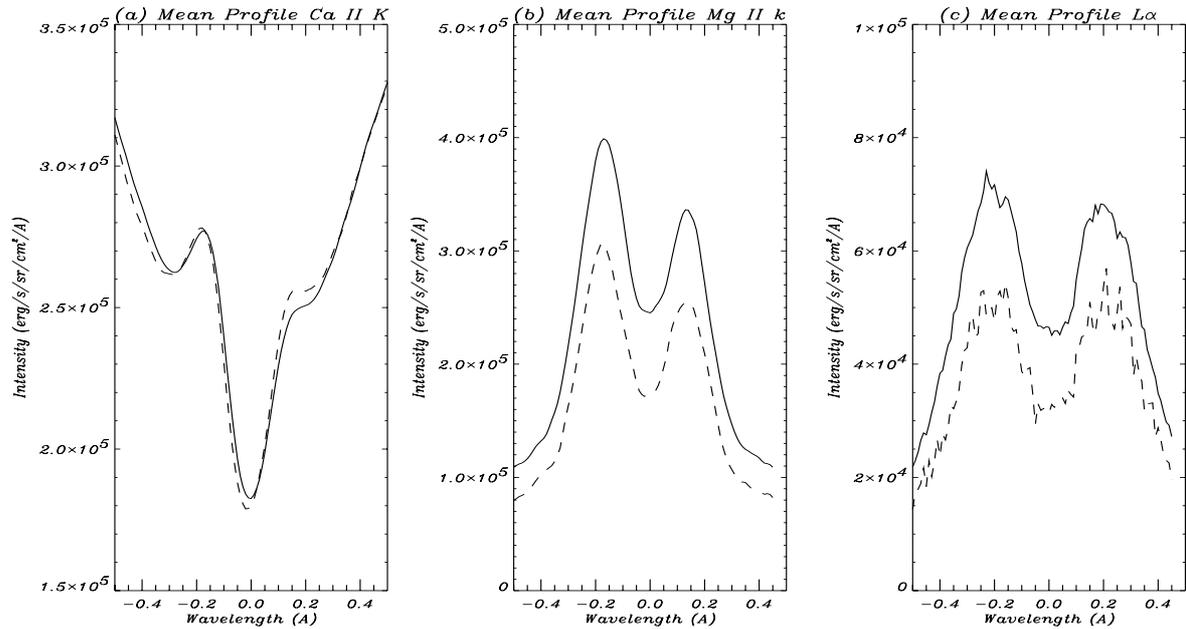
Avant l'ère SOHO, les observations de trous coronaux à basse altitude étaient assez rares. Bien que les trous coronaux soient nettement visibles dans la couronne de par leur intensité réduite, il y a peu d'indications d'une signature particulière au niveau chromosphérique.

A partir des observations OSO8 du 27 au 29 novembre 1975, une des premières analyses de profils de raies de la chromosphère a été réalisée par **Bocchialini et Vial (1996)**, dans des régions du soleil calme, dont le signal en He I à 1083 nm indique la présence d'un trou coronal à plus haute altitude. Ces profils sont comparés à ceux obtenus hors du trou coronal. Le résultat surprenant suivant a été mis en évidence : les profils enregistrés au niveau chromosphérique ( $L\alpha$ ,  $L\beta$ , Ca II K et H, Mg II k et h), dans un trou coronal sont plus intenses qu'en dehors et ce d'autant plus que la raie considérée est formée haut dans la chromosphère (Fig. 11).

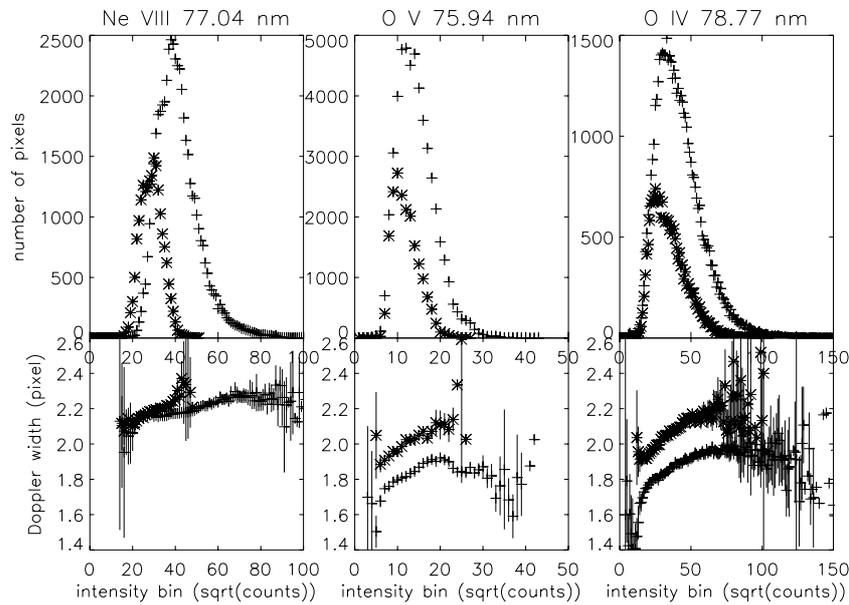
Ce résultat, confirmé par **Patsourakos et al. (1997)** sur un jeu de données SUMER dans la raie  $L\beta$ , pourrait être attribué au gradient de la région de transition, moins fort dans les trous coronaux. Seule la modélisation hors équilibre thermodynamique local (hors-ETL, l'émission observée n'est pas seulement due aux collisions électroniques mais aussi au rayonnement incident des couches connexes) peut confirmer cette suggestion. Une telle modélisation aurait pu être entreprise à la suite de nos travaux de modélisation multi longueurs d'onde du réseau chromosphérique (**Bocchialini et Gouttebroze, 1996**), mais l'arrivée des données SOHO à la même époque m'a « détournée » de cette activité.

Une recherche de signatures de trou coronal équatorial a été également réalisée dans des raies de la région de transition, formées entre  $7 \cdot 10^4$  et  $2,5 \cdot 10^5$  K, par **Lemaire et al. (1999)**. La figure 12 montre que les trous coronaux sont détectables en intensité dès la région de transition. Pour la première fois, il a été montré qu'en moyenne les raies sont plus larges dans les trous que dans le soleil calme et cette différence augmente quand la température d'ionisation des éléments observés diminue, c'est-à-dire que les vitesses non

résolues sont plus dispersées : la turbulence est augmentée à la base des régions d'où s'échappe le vent solaire rapide.



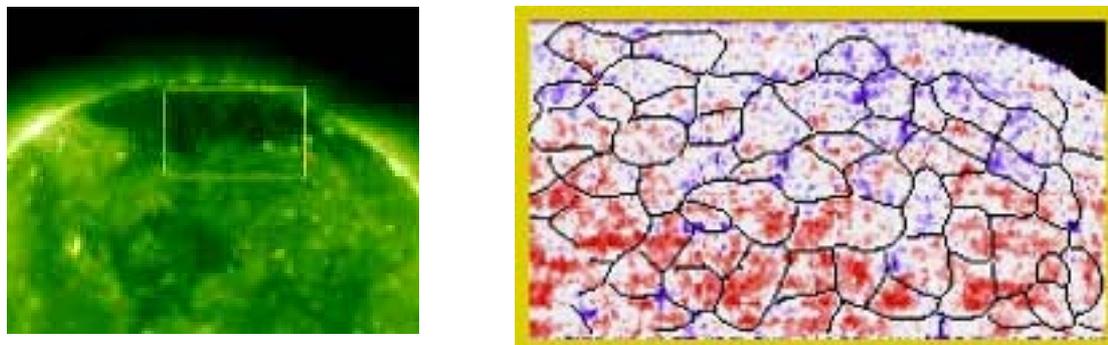
**Fig. 11** : Profils des raies Ca II K, Mg II  $\kappa$ , La  $\alpha$ , dans l'ordre croissant des températures de formation. En trait plein, dans un trou coronal, en pointillés, hors du trou coronal (Bocchialini et Vial, 1996).



**Fig. 12** - En haut : Histogramme des intensités des raies en soleil calme (+) et dans un trou coronal(\*); les abscisses sont la racine carrée du nombre de coups sur le détecteur. En bas : les largeurs Doppler correspondantes des raies indiquées : à gauche Ne VIII, au milieu O V, à droite O IV (Lemaire et al., 1999).

Dans les années 1970, des mesures du vent solaire rapide ont montré qu'il était issu des régions polaires où le champ magnétique est ouvert, les trous coronaux. Ce sont Hassler et al. (1999) qui ont confirmé cette idée largement répandue, grâce à des mesures

spectroscopiques faites avec SUMER à la source, pour la première fois. Ils ont pour cela fait l'étude comparative de deux larges régions balayées par SUMER, l'une à moyenne latitude, l'autre près du pôle nord. Les mesures de SUMER sont réalisées simultanément dans la raie chromosphérique du Si II (formée à  $10^4$  K) et dans la raie coronale du Ne VIII (formée à près de  $10^6$ K). La raie du Si II permet d'identifier les mailles du réseau chromosphérique (réseau et cellules).



**Fig. 13 :** *A gauche : Champ balayé par SUMER (cadre blanc), superposé à une image EIT dans la raie du Fe XII à 19,5 nm. A droite : carte de vitesses Doppler calculées à partir de la raie du Ne VIII à 77,0 nm, dans le champ de SUMER, superposée aux frontières du réseau chromosphérique (Hassler et al., 1999).*

En mesurant le déplacement Doppler de la raie Ne VIII, et en comparant aux positions de la raie au repos les plus récentes (atlas de Curdt, 2001), ils ont mis en évidence le résultat suivant : dans les régions à moyenne latitude, la raie est globalement décalée vers le rouge, alors que dans le trou coronal, la raie est fortement décalée vers le bleu (5 à 12 km/s) indiquant un échappement de la matière favorisé par les lignes de champ magnétique ouvertes. En regardant plus en détail, ils ont montré que les vitesses les plus fortes (10 à 20 km/s) dans le trou coronal étaient mesurées sur les bords des mailles du réseau et plus particulièrement aux intersections des mailles, ce que l'on retrouve aussi dans la région à moyenne latitude (Fig. 13). Ils ont aussi noté que les lieux des vitesses les plus fortes n'étaient pas nécessairement les lieux des intensités les plus fortes, suggérant que la topologie locale du champ magnétique qui est concentré dans les intersections des mailles va induire soit un transfert d'énergie en chauffage (champ fermé) soit en accélération (champ ouvert).

#### 4.3- Contribution respectives des plumes et des inter-plumes :

Les mesures de températures déduites des observations citées dans David et al. (1998), et décrites dans le paragraphe 4.1-, ont été réalisées sans résolution spatiale (utilisation du détecteur GIS, astigmatique, de CDS) et donc plumes et inter-plumes sont mélangées. Les plumes sont des structures froides, denses, organisées le long de lignes de champ magnétique, perpendiculaires aux trous coronaux polaires, plus ou moins cylindriques et qu'on voit au limbe. Les plumes étant plus intenses que les inter-plumes, leur contribution est donc majeure dans la détermination de la température, ce qui pourrait remettre en cause les conclusions de David et al.

**Koutchmy et Bocchialini (1996 et 1998)** ont noté qu'en *lumière blanche* et contrairement à ce qui est observé en UV ou en X, les plumes observées au cours d'éclipses se révélaient être parmi les structures les plus calmes (statiques) de l'atmosphère solaire. Il

semble que les plumes soient réparties autour des pôles, et qu'elles soient connectées à l'activité du réseau, et qu'elles suivent les lignes de champ magnétique. La densité des électrons dans les interplumes est comprise entre  $1,5 \cdot 10^6$  et  $2 \cdot 10^7 \text{ cm}^{-3}$ , alors qu'elle est dix fois plus forte dans une région polaire incluant plumes et interplumes, jusqu'à 2 rayons solaires. Au delà, il n'est plus possible de distinguer les plumes des inter-plumes. Les inter-plumes permettraient aux ondes MHD de se propager, et seraient alors la source du vent solaire rapide, mais cette conjecture mérite d'être appuyée par d'autres observations.

Certains groupes pensent en effet que les inter-plumes sont les sources du vent solaire : c'est la conclusion à laquelle arrivent Teriaca et al. (2003) à partir d'observations SUMER et UVCS, dans les raies OVI à 103,2 et 103,7 nm, et  $L\alpha$ , conclusion qui repose sur l'idée que les plumes sont des structures statiques, cernées par les inter-plumes.

Patsourakos et Vial (2000) ont mené des observations conjointes lors de l'éclipse de 99, au sol et avec SUMER à 1,05 rayon solaire, d'une inter-plume située dans un trou coronal polaire. La combinaison des mesures de décalage Doppler et de Doppler *dimming* a permis de déterminer pour la première fois la vitesse d'écoulement du vent solaire à cette altitude : elle approche la valeur notable de 70 km/s, valeur qui favorise les inter-plumes comme principales sources du vent solaire rapide.

Wilhelm et al. en 1998 ont fait une étude des plumes dans un trou coronal polaire, de 0,03 jusqu'à 0,6 rayon solaire au-dessus du bord ; ils ont montré avec SUMER que la température électronique dans les plumes varie de 800000 K à 3300000K, et qu'elle est inférieure à celle des inter-plumes (entre 750000 et 800000 K). Ce résultat suggère que le vent rapide prend plutôt sa source dans les inter-plumes.

A plus grande distance du soleil, à partir d'observations faites avec UVCS, Giordano et al. (2000) ont mesuré les écoulements dans les plumes. A l'aide de la technique du Doppler *dimming* appliquée au rapport des intensités des ions O VI 103,2 nm/103,7 nm, ils ont déduit des vitesses plus importantes dans les inter-plumes que dans les plumes, jusqu'à 4 rayons solaires.

Très récemment, Gabriel et al., (2003) ont fait une étude de la contribution des plumes polaires au vent solaire rapide. Les résultats sont basés sur les mesures qui ont servi à David et al. (1998). Ils se sont intéressés entre autres à la structure 3D des plumes : certains groupes suggèrent que ce sont des cylindres, d'autres que ce sont plutôt des sortes de rideaux qui ondulent, et selon qu'on les voit de face ou de côté, on voit des inter-plumes (moins denses) ou des plumes (plus denses). Les observations SUMER ont été faites simultanément dans les raies à 103,8 nm et 103,2 nm de l'OVI. Ces données sont uniques puisqu'elles consistent en un balayage de la zone observée ; en effet, quelques mois après ces observations, SUMER perdait sa capacité à faire des balayages. L'ensemble des données a été consciencieusement corrigé des effets de lumière diffusée (les étalonnages absolus en intensité ne sont pas nécessaires dans la mesure où les résultats sont déduits des rapports des deux raies de l'OVI).

Les vitesses déduites dans l'inter-plume sont croissantes, de 20 à 50 km/s, entre 1,05 et 1,35 rayon solaire, alors qu'elles sont plutôt constantes et autour de 100 km/s pour la plume. Il y a donc un écoulement de matière tant dans les plumes que dans les inter-plumes.

Pour conclure sur ce travail, en ce qui concerne la contribution plume/inter-plume au vent solaire, en comparant le flux de protons estimé dans la plume et dans l'inter-plume à

celui estimé à la base de la couronne en général, les plumes contribueraient à part égale avec les inter-plumes au vent solaire rapide, ce qui au final ne remet pas en cause les résultats de David et al., sur le fait que la température électronique dans les trous coronaux ne dépasse par 1 MK.

Une autre interprétation est apportée par DeForest et Gurman (1998) qui ont montré, à partir d'observations réalisées avec EIT, que les plumes étaient composées de structures filamenteuses, de 3 à 5", évoluant sur une échelle de temps de l'ordre de 10 minutes. Ils ont mis en évidence des effets de propagation dans chaque plume observée, entre 75 et 140 km/s, le mouvement se faisant à vitesse constante. DeForest et Gurman interprètent leurs résultats en termes d'ondes compressives (10 à 15 minutes de période) plutôt qu'en termes d'écoulement de matière. Ces ondes transporteraient un flux d'énergie mécanique compris entre 150 et 400 W/m<sup>2</sup>, comparable au flux requis (1 kW/m<sup>2</sup>) pour chauffer le trou coronal.

L'ensemble de ces résultats montre que les inter-plumes participent de façon nette au vent solaire rapide, mais ne permet pas de trancher clairement sur la participation des plumes.

#### 4.4- Résonance cyclotronique ionique :

L'énergie nécessaire pour chauffer la couronne calme est du même ordre de grandeur que l'énergie nécessaire à l'accélération du vent solaire rapide issu des trous coronaux : de l'ordre de 10<sup>6</sup> erg/cm<sup>2</sup>/s. D'autre part, à basse altitude, les propriétés du réseau sont assez proches bien que différentes (voir §4.2) dans les régions à champ ouvert et à champ fermé. On peut alors penser qu'un mécanisme commun est à l'origine du chauffage et de l'accélération du vent rapide (Axford et al., 1999). Avec le modèle de chauffage par nano-éruptions de Parker décrit au chapitre 3, dans la configuration de lignes de champ fermées, les ondes générées par le mouvement des lignes de champ sont des ondes basse fréquence. Cependant, dans les structures à champ ouvert, la présence de ces ondes basse fréquence dans le vent solaire n'apporte que quelques pourcents de l'énergie requise. Ce n'est donc pas le mécanisme retenu par Axford et al. Ils suggèrent au contraire que le chauffage est lié à l'excitation d'ondes d'Alfvén à haute fréquence émises par le réseau, comprises entre 0,01 Hz et 10 kHz (McKenzie et al., 1995), donc des périodes comprises entre 10<sup>-4</sup> et 100 secondes, en conséquence à des micro-éruptions. Mais le mécanisme précis de production de ces ondes est encore mal compris. Ces perturbations hautes-fréquences du champ magnétique sont la conséquence naturelle de reconnections à petite échelle dans le plasma chromosphérique ; elles peuvent ensuite se propager à travers le fort gradient de température vers la couronne. Elles peuvent être aussi produites par une cascade turbulente dans la couronne (Peter et Vocks, 2003).

Marsh et al. (2002) rappellent que des oscillations de courtes périodes (voir les références incluses), entre 5 et 100 s, sont essentiellement détectées dans les trous coronaux, plus particulièrement pour les raies coronales. Ils insistent sur le fait qu'ils trouvent (à partir d'observations faites avec CDS) ces courtes périodes aussi pour des raies de la région de transition (log T<sub>e</sub> compris entre 5,3 et 6,1 K), dans le réseau et l'inter-réseau. Ces courtes périodes sont interprétées comme étant dues à des ondes magnéto-acoustiques rapides.

Des ondes de très courtes périodes (0,09 à 0,125 s) ont été détectées lors de l'éclipse de 1999 par Phillips et al. (2002), voir §2.4.

Cranmer (2002) souligne, dans une courte revue sur l'accélération du vent solaire dans les trous coronaux, que la base de la couronne ( $r < 1,5$  rayon solaire) est probablement

chauffée par des mécanismes différents de ceux qui sont à l'œuvre à de plus grandes distances. Cette vision est soutenue par le fait que les taux de collisions coulombiennes sont très différents à la base (où toutes les espèces semblent couplées collisionnellement) et dans le vent supersonique (qui est plutôt non collisionnel). La complexité et la topologie du champ magnétique qui changent avec l'altitude renforcent aussi l'idée de deux régimes. Cranmer rappelle que les vitesses élevées du vent ne peuvent être produites sans l'existence d'un dépôt progressif d'énergie à la base de la couronne, comme Axford et al. le proposent.

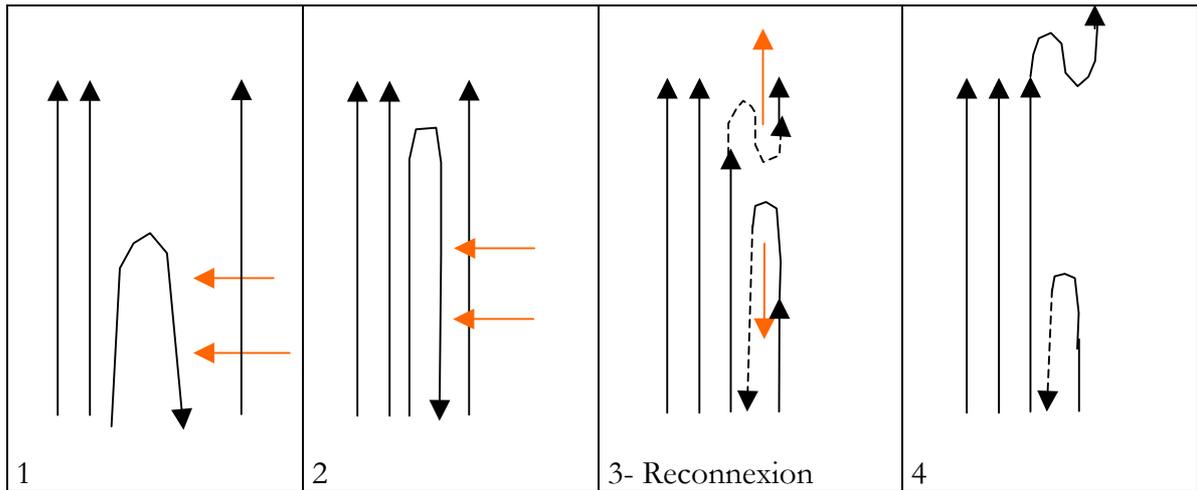
La grande majorité des modèles théoriques, développés dans le cadre de ce consensus général, implique un transfert d'énergie par une propagation des fluctuations magnétiques (par des ondes, des chocs ou de la turbulence) vers les particules.

Des observations réalisées avec UVCS, à plusieurs rayons solaires au-dessus de la surface (Kohl et al., 1998) montrent que les ions sont beaucoup plus chauds que les électrons et que les températures ioniques perpendiculaires sont bien plus importantes que les températures ioniques parallèles. Les ions sont donc chauffés préférentiellement dans la direction perpendiculaire au champ magnétique. Ces résultats trouvent une explication dans un mécanisme qui repose sur l'absorption résonante des ondes d'Alfvén à haute fréquence, par les ions cyclotrons ( $10$  à  $10^4$  Hz).

Dolla et al. (2004) s'intéressent aux signatures d'ondes cyclotroniques ioniques dans la basse couronne, à partir de la largeur d'une vaste gamme de raies observées, aux pôles solaires. Bien que les auteurs restent prudents sur la détermination de ces largeurs donc de la variation thermique, leurs résultats semblent montrer un chauffage préférentiel des ions à faible rapport charge sur masse, signature d'un possible chauffage cyclotronique ionique.

Raouafi et al. (2003) ont regardé les effets d'une distribution anisotrope de champ de vitesses sur l'intensité et les propriétés de polarisation de raies optiquement minces. Une telle anisotropie peut être interprétée en termes d'ondes cyclotroniques ioniques, qui d'après les modèles pourraient exister dans la couronne. Raouafi a trouvé qu'un champ de vitesse anisotrope a un effet sur la direction de polarisation rectiligne et influence les rapports d'intensité. Ces résultats théoriques doivent être confrontés aux observations SUMER réalisées au-dessus d'un trou coronal polaire (à  $1,3$  rayon solaire).

Pour conclure, on vient de voir que le modèle d'Axford et al. (1999) suggère que le réseau de supergranulation est une source possible d'énergie, de flux de matière et de flux magnétique nécessaire au chauffage de la couronne et à l'accélération du vent solaire. Ce modèle (Fig. 14) montre que la configuration du champ magnétique est modifiée suite aux mouvements des pieds des lignes de champ, mouvements qui poussent les lignes vers le réseau, et donnent lieu à des reconnexion magnétiques. Après reconnexion, la ligne de champ ouverte permet l'échappement d'ondes et de plasma (dont le déplacement vers le haut donnera une vitesse Doppler décalée vers le bleu), la ligne de champ fermée piège un volume de plasma qui constituerait un point brillant (dont le déplacement vers le bas donnera une vitesse Doppler décalée vers le rouge, lorsque le plasma se refroidit). La validation de ce modèle mettant en jeu des reconnexion magnétiques et des micro-éruptions doit passer par l'observation et le diagnostic du réseau chromosphérique, ce que nous avons commencé à étudier avec les observations de OSO-8.



**Fig. 14 :** Evolution des lignes de champ magnétique dans le réseau chromosphérique sous l'effet des mouvements subphotosphériques (Axford et al., 1999).

Il apparaît clair que nous devons reprendre nos efforts d'observation, d'analyse et de modélisation multi longueurs d'onde du réseau chromosphérique, dans et hors des trous coronaux, évoqués dans le chapitre 4, en nous basant cette fois sur les observations SOHO.

#### **Apport de mes travaux à cette thématique :**

En ce qui concerne la source du vent solaire, nous avons montré que les intensités dans le réseau chromosphérique situé dans un trou coronal étaient plus élevées que celles du réseau hors d'un trou coronal. Ce résultat permettrait de détecter les trous coronaux à basse altitude. Dans les raies de la région de transition, les profils des raies tout en étant moins intenses dans les trous coronaux qu'en dehors, sont plus larges : ce résultat permet de penser que la turbulence est augmentée à la base des régions d'où s'échappe le vent rapide.

Nous venons de nous intéresser aux sources du vent solaire rapide. En ce qui concerne le vent solaire lent, celui-ci est issu des jets équatoriaux, ou de l'interface entre jets et trous coronaux. Abbo et Antonucci (2002) ont montré à partir d'observations dans l'O VI faites avec UVCS que les sources probables du vent lent étaient les régions le long de l'axe des jets au-dessus de 2,3 rayons solaires d'une part, et d'autre part, les régions adjacentes aux frontières du jet en -dessous de 1,7 rayon solaire.

Les Ejections Coronales de Matière (CME) contribuent à ce vent lent, et offrent une large gamme de vitesses et de conditions physiques. L'origine des CME se trouve très souvent dans l'éjection de protubérances qui font l'objet du Chapitre 5.

## Chapitre 5 : Sources des Ejections Coronales de Matière

Les Ejections Coronales de Matière (CME) sont associées pour la plupart aux éruptions de particules énergiques (flares) ou aux protubérances éruptives. Le débat sur le lien de cause à effet entre CME et flares est toujours en cours, mais il n'est pas impossible que les flares accompagnent les CME sans pour autant en être les déclencheurs (Webb, 1998). Zhou et al. (2003) citent dans leur introduction les travaux de nombreux autres auteurs ayant travaillé sur le lien entre CME-flares-protubérances éruptives. Ils rapportent également que sur les 197 CME halos qu'ils ont étudiées, 88% sont associées à un flare, et 94% sont associées à un filament éruptif. On voit ainsi que le diagnostic des protubérances, pré-éruptives ou même calmes, est essentiel à compréhension de la physique des CME.

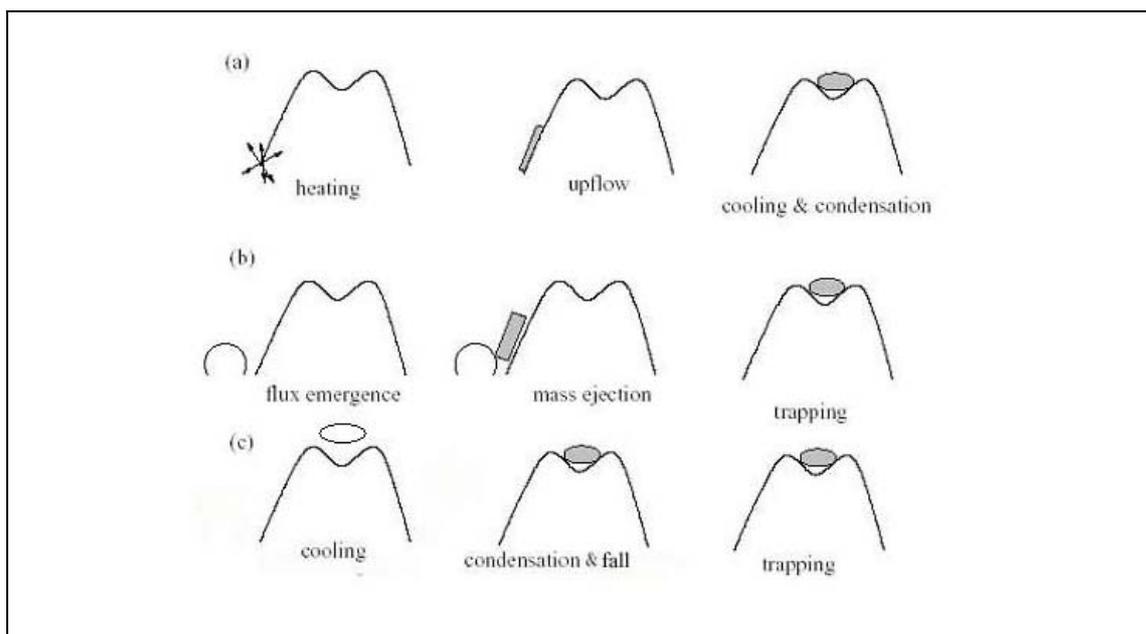
Les protubérances brillantes (vues au limbe), ou les filaments sombres (mêmes objets vus en projection sur le disque solaire) sont des structures complexes de la couronne solaire, puisqu'il s'agit de « poches » hors-ETL de gaz froid dans un environnement de température élevée, 100 fois plus denses que la couronne dans laquelle elles baignent, et maintenues en équilibre contre la gravité par le champ magnétique qui joue le rôle fondamental de support. Il arrive que cet équilibre soit rompu, la protubérance pouvant être éjectée. Cette rupture peut s'accompagner d'une éjection coronale de matière (CME) dont les effets peuvent être ressentis au voisinage de la Terre.

Les phases de formation, la morphologie, la structure fine ou encore la dynamique des protubérances sont passées en revue par Rompolt (1990). Les protubérances constituent un laboratoire de plasma confiné partiellement ionisé, dont nous allons résumer les paramètres les plus récents déduits des observations, SOHO notamment, et des modèles les plus modernes, en nous inspirant de la revue de Patsourakos et Vial (2002). Notons que Parenti et al. (2004) viennent de publier le premier atlas de protubérances entre 80,0 et 125,0 nm.

## 5.1- Diagnostic des protubérances calmes et éruptives :

### 5.1.a) Formation des protubérances :

Les mécanismes de formation des protubérances sont toujours mal définis même si plusieurs scénarii sont actuellement proposés : la protubérance est-elle formée, par condensation dans la couronne, de plasma évaporé de la chromosphère ? Par injection depuis la chromosphère à la suite d'une émergence de flux et d'une reconnexion magnétique ? Par transport magnétique de matière coronale qui se condense ? La Fig. 15 résume schématiquement ces trois processus. Il est à noter que dans les trois cas présentés, la matière protubérantielle est piégée dans un creux des lignes de champ magnétique (modèle de Kippenhahn et Schlüter, 1957).



**Fig. 15 :** Modèles de formation de protubérance : (a) Chauffage conduisant à une évaporation de matière suivie d'une condensation coronale et d'un refroidissement. (b) Émergence de flux déclenchant des reconnexions magnétiques qui injectent directement la matière chromosphérique dans la couronne. (c) Refroidissement de matière coronale, condensation puis dépôt. On notera que dans les trois scénarios, la matière froide est piégée dans un creux magnétique, (revue de Patsonarakos et Vial, 2002).

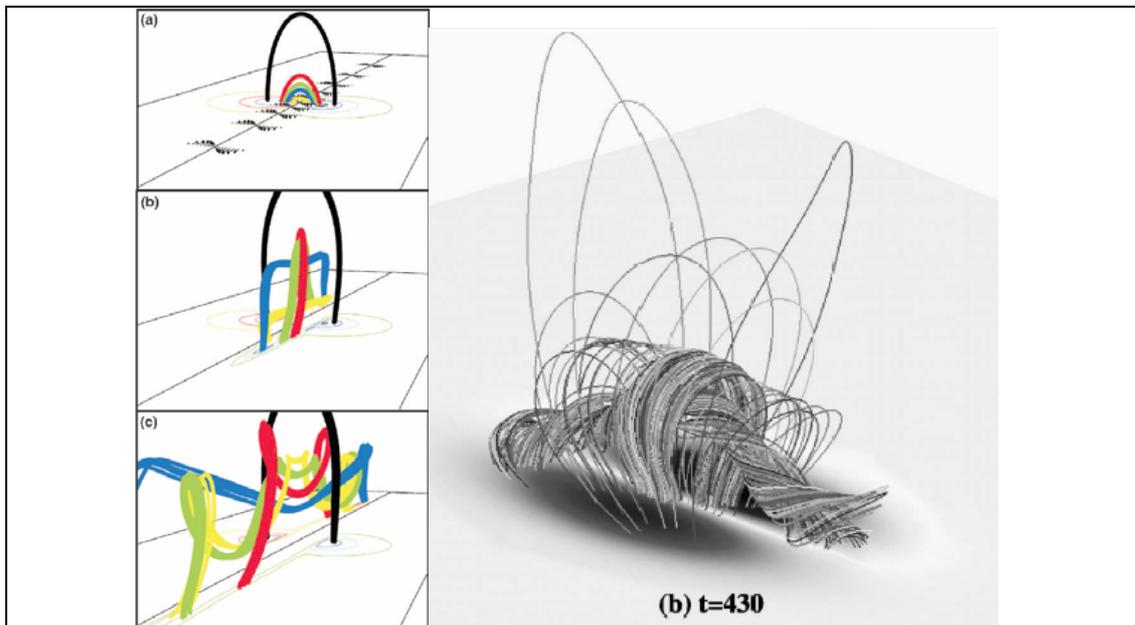
### 5.1.b) Le champ magnétique :

Comme le rappelle Démoulin (1998) dans sa revue sur le champ magnétique dans les filaments, ces structures sont toujours situées sur une ligne d'inversion du champ magnétique. Le champ magnétique d'une protubérance est compris entre quelques Gauss et une centaine de Gauss. Il a fallu attendre les travaux de Leroy et al. (1983) et les mesures de polarisation pour déterminer les trois composantes du champ magnétique (voir aussi Bommier et al., 1994), par l'effet Hanlé qui modifie la direction de polarisation. Le débat sur l'existence d'un creux magnétique supportant la matière protubérantielle contre la gravité existe depuis 50 ans ; d'après Karpen et al. (2001), ce n'est pas une condition nécessaire à l'existence d'une protubérance, lorsqu'elle est formée par condensation, c'est-à-dire lorsque la matière est dans un état dynamique. Toutefois, ces auteurs n'excluent pas aussi la présence d'un creux dans la formation d'une protubérance (Karpen et al, 2003).

Priest (1989) a proposé un modèle de formation de ce creux à l'aide d'un grand tube de flux torsadé : la torsion (assurée par les mouvements photosphériques) est telle qu'un

creux se forme au sommet du tube, dans lequel le plasma peut s'accumuler. Lorsque la torsion atteint un seuil, la protubérance est éjectée. Ce modèle 3D est séduisant dans la mesure où il prend en compte la forte composante axiale du champ magnétique présente dans les protubérances, et dans la mesure où il donne une raison à l'éruption de la structure.

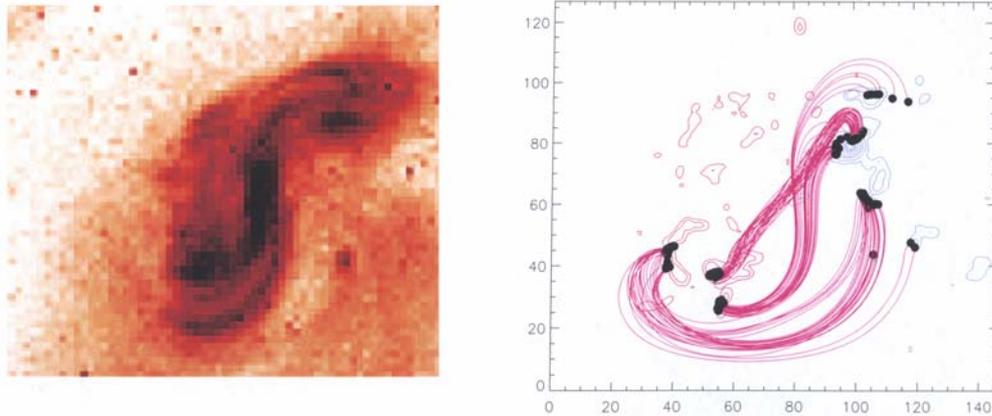
Anzer et Heinzel, (2003) ont présenté un modèle lui aussi basé sur l'idée de Priest mais eux considèrent un ensemble de fins tubes de flux torsadés et étroits. Ce modèle est aussi une alternative à celui de Aulanier et Schmieder (2002) qui met en jeu des polarités parasites dans une région plutôt uniforme et bi-polaire et dont les paramètres sont ajustés pour rendre compte uniquement des observations en H $\alpha$ . Heinzel et al. (2003) proposent un modèle spectroscopique (qui repose sur des observations EUV) permettant de déterminer les altitudes auxquelles le plasma du filament se trouve piégé dans les tubes de flux torsadés. Leur modèle rend compte également de l'intensité intégrée des raies observées par CDS dans un filament. Ces 3 derniers modèles reposent sur des tubes de flux torsadés et se distinguent du modèle de Karpen et al. (2003) qui propose un modèle d'arcades fortement cisailées conduisant aussi à des creux magnétiques. La Fig. 16 montre les résultats d'un modèle d'arcades cisailées et d'un modèle de tube de flux torsadé.



**Fig. 16 :** A gauche, évolution des lignes de champ magnétique pour un modèle d'arcades cisailées. En haut, arcades magnétiques initiales ; au milieu, après un faible cisaillement ; en bas, en fin de simulation après un fort cisaillement. A droite, résultat de la simulation pour un modèle de tube de flux torsadé. Dans les deux cas, la matière protubérantielle est piégée dans les creux magnétiques, le long de la ligne neutre (Karpen et al. 2003).

A-t-on des évidences observationnelles *directes* de ces creux magnétiques ? Les instruments à bord de SOHO n'en ont pas trouvés. La difficulté réside aussi dans le fait que la résolution spatiale de nos instruments n'est pas suffisante pour distinguer les tubes de flux individuellement. Toutefois, Bommier et al. (1994) rapportent la présence de creux magnétiques identifiés *indirectement* par des mesures de polarisation par effet Hanlé. Afin de déterminer les paramètres physiques qui précèdent les éruptions de filaments solaires, la reconstruction de champ magnétique coronal a été étudiée par Régnier & Amari (2001) :

Les paramètres pré-éruptifs caractéristiques sont principalement l'hélicité magnétique, l'énergie magnétique ainsi que la distribution de courant. Pour évaluer ces paramètres, trois études ont été menées consécutivement : (i) l'analyse des données magnétiques (mesure du champ magnétique au niveau de la photosphère), (ii) l'utilisation de codes numériques pour reconstruire le champ magnétique coronal à partir du champ magnétique photosphérique, (iii) la visualisation et l'interprétation du champ magnétique calculé. L'hypothèse d'un champ magnétique sans force, non linéaire, est celle qui donne les meilleurs résultats en termes de reproduction des structures observées (Fig. 17).



**Fig. 17 :** Comparaison géométrique entre les observations et le champ magnétique reconstruit (Régnier et Amari, 2001).

### 5.1.c) Structure fine :

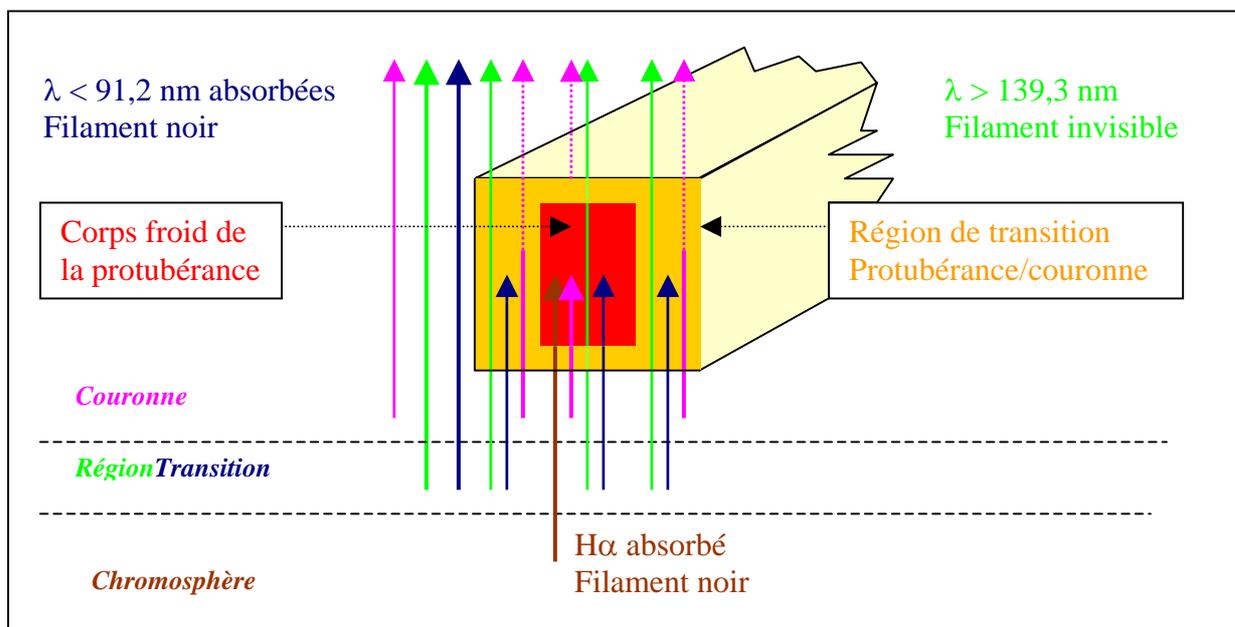
La morphologie fine des protubérances reste toujours énigmatique : deux types de scénarii s'opposent : (i) celui d'une structure fine faite de fils froids, entourés d'une région de transition chaude (Chiuderi-Drago et al. 1992), fils dont la taille et le facteur de remplissage (rapport du volume occupé par le gaz froid et du volume de la protubérance) sont mal déterminés ; (ii) celui de fils individuels isothermes mais avec des températures pouvant varier de  $10^4$  K à  $10^6$  K d'un fil à un autre (Pojoaga, 1994).

Pour la première fois, en 1996, nous avons réalisé des observations simultanées en UV et radio d'un même filament avec SUMER, CDS/SOHO et le VLA (Alissandrakis et al., 1997, Chiuderi-Drago et al., 1998, Chiuderi-Drago et al., 2001) :

L'observation conjointe UV et radio de la région de transition, entre la chromosphère et la couronne ou entre le filament et la couronne, est un moyen de faire le diagnostic de cette fine couche de plasma. L'absorption du rayonnement émis sous le filament, dans le continu de Lyman par le gaz froid du filament (Schmahl et Orrall, 1979), est responsable de la faible intensité observée dans le filament dans les raies UV de la région de transition, à faibles longueurs d'onde ( $< 78$  nm, avec CDS/SUMER). Toujours dans les raies de la région de transition, mais cette fois à plus grandes longueurs d'onde ( $> 139,3$  nm, avec SUMER), le filament n'a pas de signature spectrale : il est invisible (schéma 3). Ce résultat indique que l'émission de la région de transition entre le sommet du filament et la couronne est négligeable.

Il indique d'autre part que la détection du filament est dépendante de la longueur d'onde et non de la température : un même élément, O IV a une signature si  $\lambda = 55,4$  nm et n'a pas de signature si  $\lambda = 140,1$  et  $140,4$  nm, c'est-à-dire selon que la longueur d'onde observée est supérieure ou pas à  $91,2$  nm, tête du continu de Lyman.

D'autre part, le filament apparaît sombre également dans les raies coronales de CDS (toutes à  $\lambda < 91,2$  nm) ou radio, mais moins sombre que dans les raies de la région de transition et ses bords sont moins bien définis ; ce résultat est lié à une faible émission coronale du *sommet* du filament. En effet, le gaz dense et froid du corps du filament est opaque en radio et le rayonnement dans cette longueur d'onde ne peut donc provenir que de zones plus chaudes situées au sommet du filament.



**Schéma 3 :** Signature spectrale d'une tranche verticale de filament. Les flèches en rose indiquent le rayonnement coronal, en vert et bleu le rayonnement de la région de transition, en marron le rayonnement H $\alpha$ .

La détermination du facteur de remplissage du filament ( $0,4 \pm 0,2$ ) et l'ensemble des résultats ci-dessus plaident en faveur d'un modèle (probablement trop simple) de filaments composés de fils froids, entourés d'une « gaine » plus chaude de type région de transition, le tout baignant dans un chaud plasma coronal, l'épaisseur de la région de transition filament-couronne est estimée à  $700 \pm 600$  km d'après l'émission manquante, et à partir de l'absorption du continu de Lyman, la densité d'hydrogène dans les fils est estimée à  $2 \cdot 10^{10} \text{ cm}^{-3}$  (Chiuderi Drago et al., 1998). Ce modèle de fils froids pourrait expliquer la différence d'émission observée entre le sommet et les « parois » latérales du filament, qui serait due à un angle de vue différent des fils, selon qu'ils sont vus sur le disque ou au limbe. Dans la mesure où les fils sont supposés être alignés le long des lignes de champ magnétique (Fig. 16), il est clair que l'observation du même filament, suivi du disque au limbe (ce qui n'a pas été fait !), fournirait une détermination précise de l'orientation des lignes de champ dans la structure.

Le suivi d'un filament devenant protubérance est devenu impossible pour SUMER qui ne permet plus d'observations sur le disque (les détecteurs étant devenus trop sensibles). D'autre part, l'observation d'une protubérance est rendue difficile avec SUMER qui nécessite un pointage en temps réel (afin de ne pas prendre le risque que la fente coupe le disque). Quant à CDS, il offre un panel de raies formées à plus haute température, et seules quelques-unes d'entre elles donnent juste assez de signal dans une protubérance ou

un filament. Enfin, il arrive bien souvent qu'un filament disparaisse avant d'arriver au limbe...

L'ensemble de ces résultats peut être rapproché des conclusions de Schmieder et al. (2003) portant sur un filament observé conjointement avec SUMER, CDS et THEMIS et dont l'extension spatiale est jusqu'à 5 fois plus grande en EUV qu'en H $\alpha$ .

Le modèle de Aulanier et Schmieder (2002) cité plus haut reproduit l'extension sous la forme de condensations de plasma qui pourraient absorber l'émission EUV. Ces condensations, qui constituent les extensions latérales du filament, se forment dans des régions où le champ magnétique présente des polarités parasites et groupées à des altitudes inférieures à 4000 km au-dessus de la photosphère. Le modèle de Anzer et Heinzel (2003) également cité plus haut, reproduit lui aussi les extensions observées en EUV, mais la hauteur des creux magnétiques soutenant le plasma absorbant est comprise entre 15000 et 30000 km.

Les observations du filament dans des raies coronales de CDS discutées dans **Chiuderi Drago et al. (1998)** donnent des indications permettant peut-être de trancher entre les résultats de ces 2 modèles : si les extensions sont formées à haute altitude, elles sont alors situées au-dessus d'un volume suffisant de plasma émetteur de rayonnement coronal qu'elles absorberont si  $\lambda < 91,2$  nm. En revanche, à basse altitude, les raies de  $\lambda < 91,2$  nm ne seront pas absorbées puisque le matériau émetteur sera situé à plus haute altitude que les extensions. Le modèle de Anzer et Heinzel (2003) semble ainsi plus près des observations.

#### 5.1.d) Températures et densités :

La caractérisation des paramètres comme la température et la densité, mais aussi la vitesse est à la base des modèles théoriques de ces objets. Leur diagnostic est rendu difficile par la structure fine, confirmée par SUMER et CDS. Cependant, la simultanéité des observations dans plusieurs raies, réalisées sur une protubérance proche du pôle nord, et surtout la mesure du rapport de raies bien choisies (OIV à 140,1 et 140,4 nm), a permis de déduire des densités électroniques comprises entre  $1,3 \cdot 10^9$  et  $1,4 \cdot 10^{10} \text{ cm}^{-3}$  (**Madjarska et al., 1999**), intervalle de valeurs qui réduit assez fortement celui trouvé par Wiik et al. (1997) :  $3 \cdot 10^9 - 3 \cdot 10^{11} \text{ cm}^{-3}$ .

La gamme des températures déduites d'observations SOHO et couplée aux modèles de Gouttebroze, Heinzel, Vial (1993) est plutôt étendue : 5000 – 15000 K, mais porte sur l'observation d'une protubérance qui a été « victime » d'une *disparition brusque*, s'accompagnant d'un fort chauffage (Ofman et al., 1998).

Paramètres Physiques	Gammes de valeurs
Densité électronique ( $\text{cm}^{-3}$ , à $10^5\text{K}$ )	$1,3 \cdot 10^9 - 3 \cdot 10^{11}$
Densité de colonne d'hydrogène neutre ( $\text{cm}^{-2}$ )	$10^{16} - 10^{19}$
Température électronique (K)	5000 - 15000
Pression ( $\text{dyne cm}^{-2}$ , à $10^5 \text{ K}$ )	0,03 – 0,38
Nombre de fils	15 - 20
Dimensions des fils (km)	200 - 400
Facteur de remplissage	0,1 – 0,001
Fréquences d'oscillation (minutes)	3 – 5, 6 – 12, > 40
Vitesses d'écoulement vertical et horizontal ( $\text{km/s}$ à $10^5 \text{ K}$ )	2 - 13
Vitesses non-thermiques ( $\text{km/s}$ à $10^5 \text{ K}$ )	26

**Table 3 :** Paramètres physiques de protubérances, mesurés ou déduits d'observations SOHO.

En conclusion de ce sous-chapitre, on peut dire que depuis SOHO et TRACE, d'énormes progrès ont été réalisés sur le diagnostic des protubérances/filaments, notamment en termes de modélisation (hors-ETL, voir par exemple Labrosse et Gouttebroze, 2001) à 1D ou multi-composantes, bien que les paramètres physiques déduits de ces observations et de ces modèles soient encore situés dans des intervalles plutôt larges (voir Table 3, extraite de Patsourakos et Vial, 2002b).

## 5.2- Sismologie des protubérances :

Les observations menées depuis une vingtaine d'années dans les protubérances pour détecter des oscillations ont permis de rassembler des informations sur les périodes typiques, les vitesses de phase ou encore les temps d'amortissement. A partir de ces informations, combinées aux modèles théoriques cherchant à décrire les ondes MHD associées aux oscillations, s'est développée la sismologie des protubérances, permettant de sonder leur structure interne et de rechercher leurs propriétés.

Les oscillations dans les filaments et les protubérances sont réparties en 3 catégories (Molowny-Horas et al., 1997) : les courtes périodes inférieures à 5 min (observées au limbe), les périodes intermédiaires comprises entre 5 et 20 min, et les longues périodes, de 40 à 90 min. Les périodes de 5 min détectées à la fois en vitesse et en intensité en H $\alpha$  sont interprétées comme étant dues à l'agitation du champ magnétique par les oscillations photosphériques (Balthasar et al., 1988). Du côté des longues périodes, des oscillations en vitesse le long de la ligne de visée ont été détectées en H $\alpha$  dans la gamme (50-80 min) (Wiehr et al., 1984), et en He I dans un filament de région active autour de 2h30 par CDS (Régnier et al., 1999).

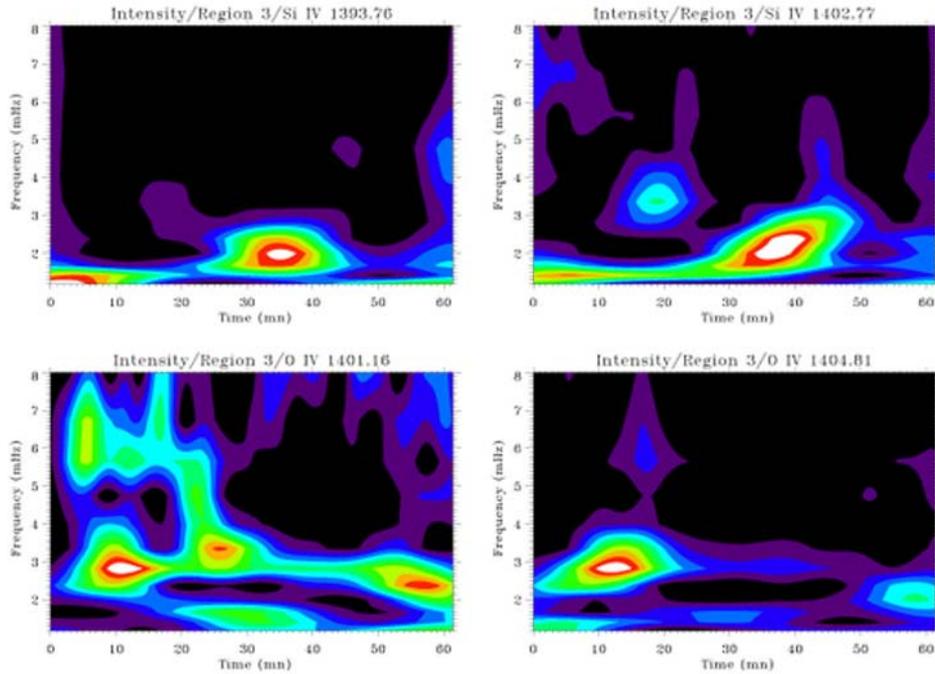
En ce qui concerne les périodes intermédiaires, la technique de la transformée en ondelettes nous a permis de mesurer les périodes dominantes des oscillations détectées dans une protubérance quiescente observée par SUMER et CDS, et la durée sur laquelle elles sont présentes. Des oscillations, à la fois en intensité et en vitesse ont été observées dans 4 raies de la région de transition ( Si IV 139,4 et 140,3 nm ; O IV 140,1 et 140,4 nm) pour la première fois avec SUMER (**Blanco et al. 1999, Bocchialini et al. , 2001**). Ces observations ont permis non seulement de vérifier que les oscillations photosphériques et chromosphériques sont transmises dans la région de transition, mais montrent aussi l'existence d'oscillations intermédiaires de 6 à 12 minutes de périodes (Fig. 18a et 18b).

Des oscillations en *intensité* ont été mesurées à des fréquences comprises entre 2 et 3 mHz (8 à 5 minutes de période, voire 3 minutes de période), sur des trains d'onde d'une durée de 10 à 25 minutes selon les raies considérées. Ces périodes sont caractéristiques de celles de la photosphère et de la chromosphère (5 et 3 min resp.) qui peuvent être les sources des oscillations. Des paquets de fréquence de l'ordre du mHz (15 min) sont aussi décelables dans certaines raies et semblent indiquer une forte vitesse de propagation (170 km/s), proche de la vitesse d'Alfvén.

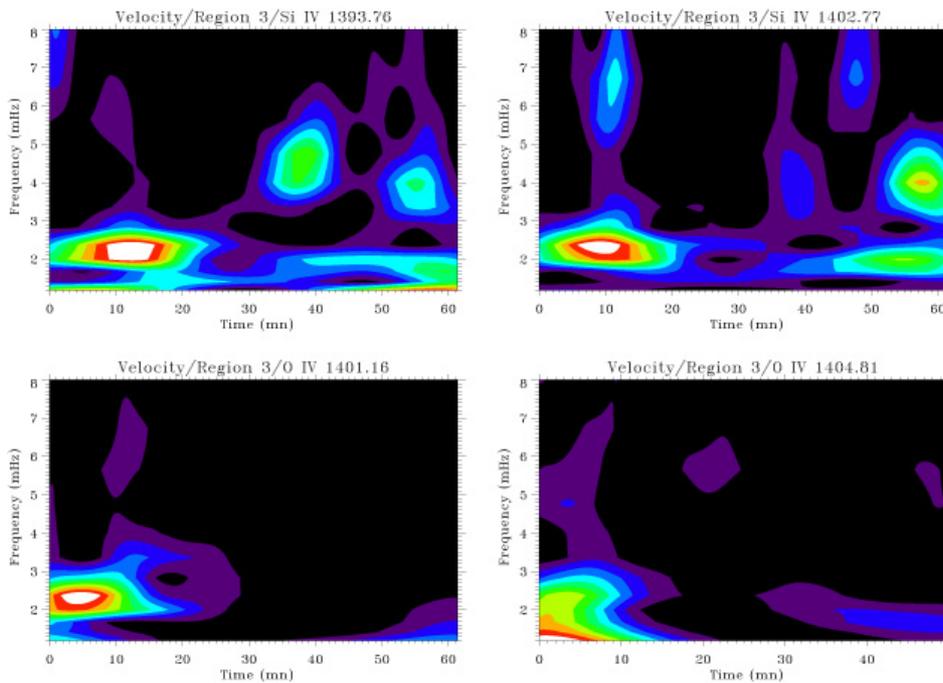
La période dominante des oscillations en *vitesse* est de 7 minutes (2,3 mHz) et est identifiée comme des « Fast Sausage Modes » (Régnier et al., 2001). Les vitesses sont comprises entre 2 et 13 km/s (ce qui confirme les résultats de **Madjarska et al. 2001**). Ces vitesses augmentent avec la température.

On notera que les excitations des oscillations en intensité sont très différentes dans le temps de celles des oscillations en vitesse. Les périodes de ces oscillations sont elles aussi différentes : on est donc probablement en présence de deux phénomènes distincts mais

non identifiés. L'un faisant osciller la protubérance dans le plan d'observation (oscillations en vitesse). L'autre mettant en évidence des variations d'intensité dans la protubérance (oscillations en intensité).



**Fig. 18a :** Oscillations en intensité dans une protubérance pour 4 longueurs d'onde (Si IV à 130,4 et 140,3 nm, O IV à 140,1 et 140,4 nm). Diagramme en fonction du temps (en minutes) et de la fréquence (en mHz), **Bocchialini et al. (2001)**.



**Fig. 18b :** Oscillations de la vitesse dans une protubérance pour 4 longueurs d'onde (cf fig 18a). Diagramme en fonction du temps (en minutes) et de la fréquence (en mHz), **Bocchialini et al. (2001)**.

Dans le cadre de la détermination de la structure magnétique des protubérances, l'étude de la propagation des ondes MHD est un moyen indirect d'effectuer un diagnostic de la densité, de la température et du champ magnétique de ces structures. L'exploitation de modèles MHD tels que celui de Joarder et Roberts (1993) a permis à Régnier (2001) d'identifier des modes à partir des périodes mesurées (modes d'Alfvén ou magnétoacoustiques) sur un filament observé en mai 2000 par CDS, notamment dans la raie de l'He I (58,4 nm). Des oscillations en vitesse de longues périodes (supérieures à 20 minutes), de périodes intermédiaires (de 5 à 20 minutes) ont été observées.

Le modèle de Joarder et Roberts pour les filaments exploité par Régnier lui a permis d'identifier des modes à partir des périodes mesurées. Cette identification permet aussi de faire un diagnostic du filament : détermination de la température, de l'angle entre le grand axe du filament et le champ magnétique, et la vitesse d'Alfvén qui fait intervenir le rapport du module du champ magnétique et de la racine carrée de la densité ; l'une de ces deux grandeurs au moins doit donc être déterminée par un autre diagnostic. Dans le modèle utilisé, le filament est représenté comme un parallélépipède rectangle (de longueur  $L$ , de hauteur  $H$  et de largeur  $2a$ ). Le champ magnétique  $B$  est incliné d'un angle  $\phi$  par rapport à l'axe principal du filament et est fixé à une distance  $l$  du filament à des murs parfaitement conducteurs, représentant la photosphère. La gravité est négligée ainsi que la courbure des lignes de champ supportant le filament. Pour déterminer les modes d'oscillation du filament, les équations de la MHD sont linéarisées en introduisant des perturbations de déplacement, de vitesse, de champ magnétique, de pression et de densité. L'écriture des équations de dispersion conduit à 6 modes qui peuvent être regroupés 2 à 2, selon leur vitesse de phase : les modes d'Alfvén pair et impair, les modes magnétoacoustiques lents « kink » et « sausage », et les modes magnétoacoustiques rapides « kink » et « sausage »<sup>4</sup> (on trouvera dans Régnier, 2001, p. 73 la définition des modes Alfvén « pair » et « impair », « kink » et « sausage », lents et rapides). Le rapport des fréquences primaires de deux modes couplés est égal pour les 3 couples de modes, ce rapport ne dépendant que du rapport des paramètres  $a$  et  $l$  qui définissent le filament. A la période longue d'une heure, Régnier a associé un mode d'Alfvén impair, à celle de 20 minutes, un mode magnétoacoustique rapide "kink" et à celle de 10 minutes, un mode d'Alfvén impair. De cette identification, l'angle entre le grand axe du filament et le champ magnétique est estimé à  $18^\circ$  (Régnier et al., 2001). Compte-tenu de l'absence de grandes périodes (de l'ordre de 5 à 6 heures), la température ne peut pas être déduite.

G. Pouget vient de reprendre ce travail dans le cadre **d'une thèse que je co-encadre** avec J. Solomon. Après s'être familiarisé avec les logiciels de traitement des données SUMER et CDS, il a commencé par analyser une série d'une durée de 7h30 observée en mai 2003 au cours d'une campagne MEDOC ; en faisant l'hypothèse d'une température de 8000 K pour le filament observé en He I à 58,4 nm, il a obtenu (Pouget et al., 2004) un angle de  $27^\circ$  et une vitesse d'Alfvén de l'ordre 50 km/s.

Les autres objectifs de ce travail sont :

- d'analyser les observations de plusieurs longues séries temporelles (supérieures à 15 h) réalisées sur un filament avec CDS et la protubérance qu'il est devenu en

---

<sup>4</sup> Dans un plasma uniforme où règne un champ magnétique homogène, on distingue 3 types d'ondes : les modes d'Alfvén, magnéto-acoustiques rapide et lent, dont on a parlé au Chapitre 1. Dans un plasma au champ magnétique non homogène, mais concentré sous la forme de tubes de flux, il existe aussi trois modes : le longitudinal (ou sausage), le transverse (ou kink) et le torsionnel. Ces deux derniers modes ne s'accompagnant pas de fluctuations de la section des tubes, on peut les comparer au mode d'Alfvén du cas homogène ; le mode longitudinal qui lui s'accompagne de variations de la section des tubes peut être rapproché des modes lent et rapide du cas homogène. Le couplage entre ces modes est probable au-dessus de la canopée magnétique, où les tubes de flux s'évasent (Narain et Ulmschneider, 1990).

passant au limbe, à la fois avec SUMER et CDS, afin de rechercher les basses fréquences nécessaires à la détermination de la température. Ce travail est en cours.

- La température mériterait d'être déterminée indépendamment du modèle utilisé, en combinant des observations simultanées réalisées dans des raies dont le rapport ne dépend que de la température. Cette technique nécessite un bon rapport signal sur bruit, ce qui n'est pas facile à obtenir avec SUMER ou CDS dans des structures peu émissives comme les filaments. C'est cependant l'un des objectifs observationnels que nous avons mis en œuvre lors de la campagne MEDOC 13 (voir chapitre 6) de Juin 2004,
- de voir la sensibilité des résultats en fonction des modèles,
- d'examiner l'évolution possible vers un état instable de certains des modes d'oscillation conduisant à la disparition des filaments et protubérances de régions actives, pouvant entraîner des éjections de matière coronale (CME).

Sur ce dernier point notamment, nous avons commencé à analyser un jeu de données d'un filament qui présente de violentes oscillations associées à une disparition momentanée de la structure observée. Nous avons entrepris un travail du même type sur un autre jeu de données (**Baudin et al., 1998**) sur lequel nous avons relevé une rapide évolution temporelle avant l'éruption du filament observé, et des oscillations dans la gamme 2-8 mHz (2-8,5 minutes) avec un renforcement autour de 3 et 5,5 mHz (5,5 et 3 minutes) au début de l'éruption. Nous discutons du rôle possible joué par les petites échelles dans le déclenchement de l'éruption.

Parallèlement à ces travaux sur les oscillations, nous avons développé une collaboration avec nos collègues théoriciens bulgares, sur un mécanisme d'intensification des FAC (Field-aligned electric currents) à la frontière chromosphère-protubérance (**Nenovski et al., 2001**): Les perturbations MHD créées au niveau des pieds de la protubérance engendrent des ondes se propageant vers le haut; nous avons étudié la possibilité que ces ondes, transportant des FAC, subissent des réflexions multiples sur les pieds de la protubérance modélisée, entraînant l'augmentation des FAC, alors possibles sources de déstabilisation des protubérances calmes.

### 5.3- Les éjections coronales de matière :

L'expulsion de  $10^{12}$  kg de matière dans l'espace interplanétaire avait déjà été notée par les coronographes à bord des missions spatiales telles que Skylab ou SMM. Mais il était impossible à l'aide de ces seuls coronographes de localiser et de comprendre la source de ces éjections. C'est ce que SOHO a pu faire grâce à EIT qui détecte l'événement et LASCO qui le suit jusqu'à 30 rayons solaires. Des programmes de surveillance de CME sont mis en œuvre quotidiennement dans la raie à 19,5 nm sur EIT, avec une cadence de 12 minutes, souvent insuffisante pour voir le phénomène en détail.

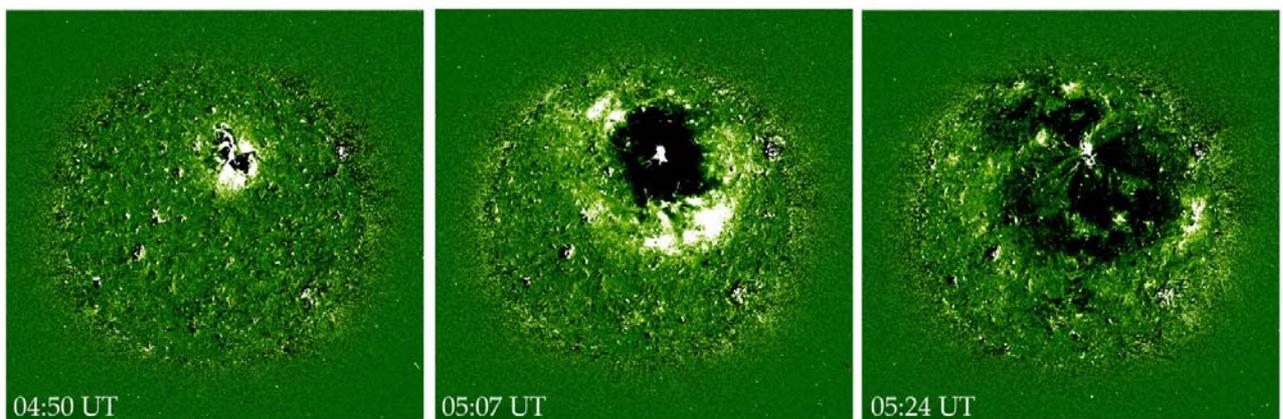
Des observations réalisées avec UVCS montrent sur un exemple de CME que le plasma est froid et donc issu de la protubérance à l'origine de l'éjection (Ciaravella et al., 2000). Ciaravella et al. (2003) viennent de publier les paramètres physiques d'une CME pour ses trois composantes : (i) son front brillant entourant (ii) une cavité contenant (iii) de la matière protubérantielle, l'ensemble étant comparé aux propriétés physiques du jet qui prend sa source dans la même région d'où est issue la CME. Les résultats montrent que le front brillant de la CME est plus dense et plus froid que le jet coronal ambiant. Ils n'ont pas noté de variations qui pourraient être reliées au passage d'un choc. La vitesse du front de la CME est plus faible que la vitesse du son locale. Le sommet de la protubérance

montre une étonnante forte température, mais des observations réalisées avec SMM par exemple ont montré qu'une protubérance en élévation pouvait voir son plasma s'ioniser jusqu'à atteindre des températures coronales. Les informations sur la cavité sont quant à elles assez pauvres, à cause de la faible émission dans les raies d'observation.

La combinaison de films EIT et LASCO a permis d'affirmer que de nombreuses CME ont leur source dans la chromosphère (Plunkett et al., 2002). Cependant, la signature EUV des CME n'est pas unique et le lien avec les observations en lumière blanche est complexe et peu clair (Plunkett et al., 2002). Schmieder et al. (2002), montrent que les CME sont les conséquences d'une instabilité globale du champ magnétique ; Pohjoilanen et al. (2001) insistent sur l'évolution rapide du champ magnétique précédant une CME. Maia et al. (2003) interprètent les observations d'une CME via un couplage d'échelle depuis des nappes de courant jusqu'à l'interaction entre des régions actives.

Des signes précurseurs des éruptions associées à des filaments ont été mis en évidence : le champ magnétique photosphérique est très cisailé à proximité de la ligne d'inversion de la composante verticale du champ magnétique et le filament oscille (Martin, 1998).

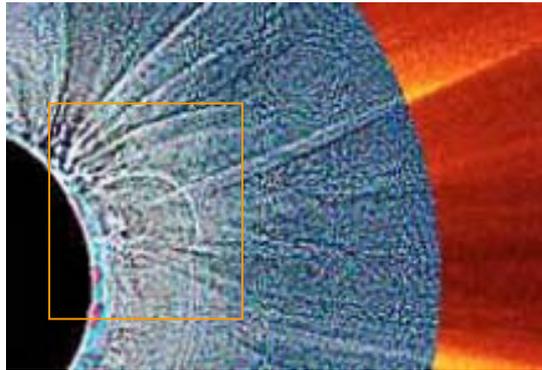
La fig. 19 montrant une onde circulaire, voire sphérique, est obtenue par soustraction de 2 images EIT successives, de la couronne dans la raie du Fer XII, formée à 1,5 MK ; cette onde est en expansion depuis le site d'initiation d'une CME. Cette onde est associée à une CME halo, qui s'est dirigée d'abord vers SOHO puis vers la Terre (Thompson et al., 1999). Les ondes se propageant concentriquement dans la basse couronne est l'une des découvertes LASCO/EIT les plus remarquables de SOHO. Cette découverte rend tout simplement possible la prédiction d'événements tels que les CME, à la base de la météorologie spatiale.



*Fig. 19 : Différence de 2 images successives dans la raie du Fe XII (19,5 nm) obtenues avec EIT, qui met en évidence une onde circulaire en expansion depuis le site d'initiation d'une CME.*

Des observations combinées entre SOHO et une instrumentation au sol, que nous avons menées lors de l'éclipse de 1999, ont permis d'identifier un possible précurseur de la CME qui a suivi la totalité : les images en lumière blanche révèlent la présence d'une structure en forme d'arches, qui rappellent la forme d'un dôme en projection (Koutchmy et al., 2004), dans les heures qui précèdent la CME (Fig. 20). De plus, les spectres de la raie du Fe XIV à 530,3 nm, mesurés dans la protubérance située à la base de cette structure en arches, montrent un fort élargissement (30 km/s) qu'on peut attribuer à la turbulence. Le sommet des arches semble se déplacer lentement vers l'extérieur à une vitesse de  $3,5 \pm 2$  km/s. A partir d'images EIT et LASCO, la CME présente une vitesse

de 440 km/s, vitesse typique des CME. Le lien entre les arches et la CME reste encore à être compris (reconnexion, boucles de courant ?).



**Fig 20 :** Composite de la couronne du 11 Août 1999. La partie grisée est une image en lumière blanche obtenue avec un filtre neutre radial au cours de l'éclipse (les couleurs et les contrastes ont été retravaillés) ; la partie rouge, est la couronne vue par LASCO-C2. Le carré orange isole la structure d'arches, possible précurseur de la CME.

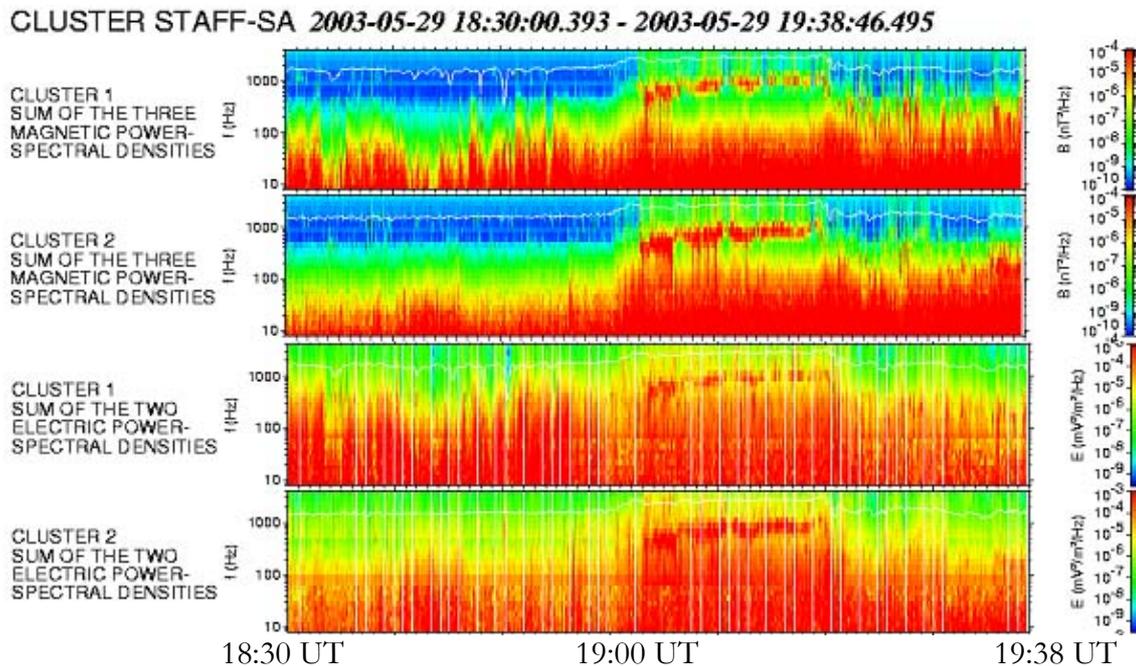
#### 5.4- Relations Soleil-Terre :

Lors de la campagne MEDOC de Mai 2003, nous avons réalisé, en collaboration avec nos collègues du LESIA, du CETP, du LPCE et du LPG, des observations coordonnées entre SOHO, les radars SuperDARN et EISCAT/ESR, et le satellite CLUSTER. L'orbite de CLUSTER, localisée la plupart du temps dans la magnétogaine, était favorable pour des observations conjuguées. Un évènement particulièrement intéressant s'est produit entre le 26 et le 30 mai 2003. A la suite de l'activité solaire entre le 26 et le 28 mai, CLUSTER (Fig. 21) a observé une compression inhabituelle de la magnétosphère le 29 mai, une intensité exceptionnelle des ondes et un comportement des particules encore incompris. Les effets de cette activité ont aussi été observés dans l'ionosphère, et jusque dans la thermosphère. Cet évènement pose de nombreuses questions, en particulier sur le lien entre l'activité solaire, qui ne semble pas exceptionnelle bien que forte, et son effet dans l'environnement terrestre qui, au moins du point de vue magnétosphérique est exceptionnel.

Les sources solaires de cet évènement inhabituel sont identifiées comme les deux CME vues par EIT le 27 mai 2003 à 23:12 UT et le 28 mai 2003 à 0:24 UT, et issues très probablement de la région active 0365 observée par CDS, quelques heures après le déclenchement de la CME. Des mesures très préliminaires des vitesses Doppler dans la raie de l'He I révèlent un décalage vers le bleu au niveau de la région active (Fig. 22), qu'on peut associer peut-être à un échappement de la matière post-CME. L'interprétation de l'ensemble de ces résultats est en cours. On pense toutefois pouvoir dire que non seulement ces deux CME sont parmi les plus fortes enregistrées, mais elles ont aussi la particularité d'être très rapprochées dans le temps. La seconde étant plus rapide que la première, elles se rattrapent et cumulent leurs effets au niveau de l'ionosphère.

Si les mesures réalisées in-situ dans la magnétosphère et l'ionosphère permettent d'obtenir directement les paramètres physiques recherchés, la situation n'est pas aussi simple pour les observations du Soleil réalisées par télédétection. Les observations du Soleil se font en général sur un système complexe (où les effets d'intégration sur la ligne de visée sont parfois difficiles à évaluer) et doivent passer par des étapes de déconvolution avant d'arriver aux paramètres physiques pouvant être reliés à une influence plus lointaine, dans

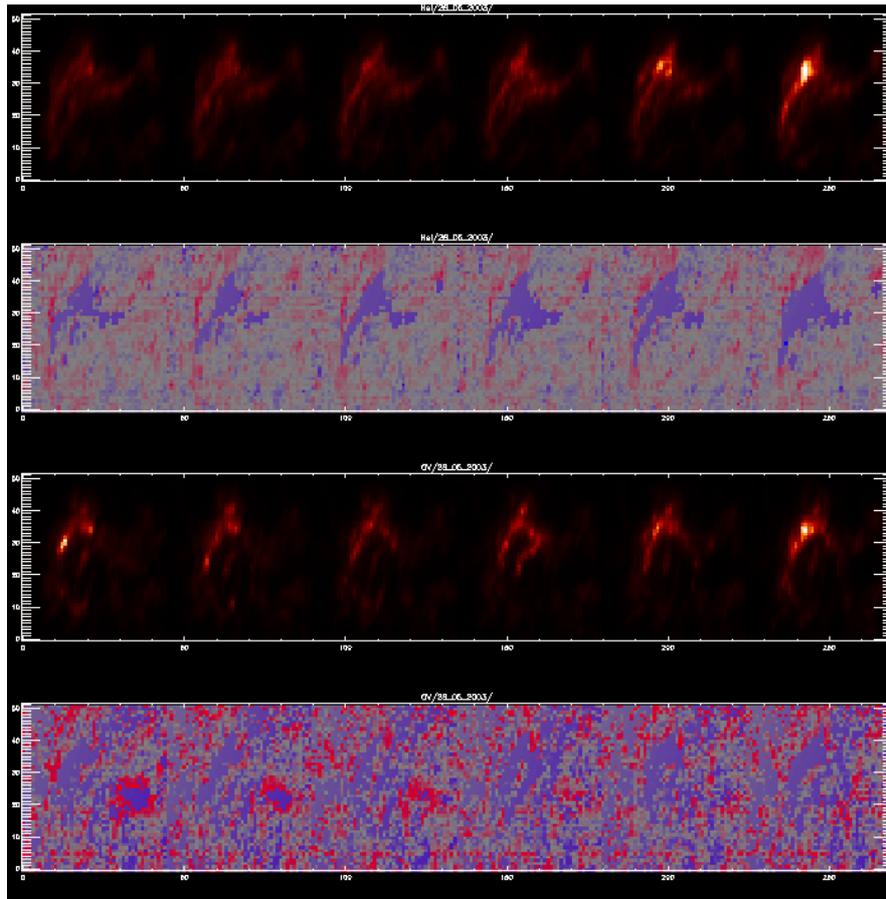
L'environnement terrestre notamment. Malgré cette difficulté, ces observations menées sur le Soleil sont l'unique moyen de remonter à la source des événements observés dans l'ionosphère et la magnétosphère terrestre.



**Fig. 21:** Densités spectrales de puissance du champ magnétique (les deux figures du haut) et du champ électrique (les deux figures du bas) pour le 29 mai 2003, de 18:30 à 19:38 UT, mesurées par CLUSTER. On note un événement très fort et inhabituel entre 19:00 et 19:30 UT, pouvant être associé aux 2 CME successives émises par la région active 0365 les 27 et 28 mai.

De façon générale, les observations solaires pouvant être liées à un effet mesuré au voisinage de la Terre posent les questions suivantes (entre autres) :

- S'agit-il d'une éruption, de l'envol d'une protubérance ou des deux ?
- Quelle est la position de la source sur le disque solaire, vue depuis la Terre ?
- L'événement solaire est-il lié par sa position, aux trous coronaires ou aux grandes structures magnétiques de la couronne ?
- Y a-t-il existence d'une onde de Moreton (onde EIT) et, si oui, quelle est sa vitesse de propagation ?
- Y a-t-il une CME ? Quelle est sa nature (densité, vitesse) ?
- Quelles sont les propriétés chimiques (abondances), physiques (densité, température) et magnétiques de la région active ayant donné lieu à une éruption (avant et pendant l'éruption) ?
- Peut-on détecter des particules énergétiques émises par la région en question, déterminer leur nature et évaluer leur énergie ?
- Peut-on chiffrer (avec précision) l'évolution temporelle de l'événement ?



**Fig. 22 :** 28 Mai 2003, 15 heures après la CME : Evolution temporelle pendant 50 minutes, de balayages CDS sur l'AR 0365, dans la raie de l'He I, et OV, alternativement en intensité en haut, en vitesse Doppler en bas.

Ces observations peuvent être interprétées en termes statistiques sur un grand nombre d'événements, ou être comprises, une par une, pour des événements individuels. Bien sûr, le fil conducteur entre ces observations et les effets terrestres reste la propagation dans le vent solaire. Toute possibilité d'observer cet effet directement serait précieuse.

### **Apport de mes travaux à cette thématique :**

Les CME qui sont des éléments transitoires du vent lent restent des structures dont l'origine est mal comprise même si on pense que le champ magnétique joue là encore un rôle déterminant et si on constate que les éruptions de protubérances sont souvent des déclencheurs des CME. EIT permet de voir sur le disque le site d'initialisation des CME et notamment des CME halos qui pourront avoir un impact sur l'environnement terrestre. Les hautes résolutions spatiale, spectrale et temporelle des spectromètres de SOHO ont notamment permis de déterminer des gammes de valeurs de paramètres observables dans les protubérances, dont le diagnostic s'enrichit lorsqu'on leur applique les techniques de sismologie couplées aux simulations numériques MHD. En prévision de la mission STEREO (voir chapitre 7), qui fournira des images à 3D de la couronne et des protubérances en particulier, les efforts de modélisation et d'extrapolation du champ magnétique sont à poursuivre pour déterminer les propriétés d'une protubérance pouvant donner lieu à une éruption suivie potentiellement d'une CME.

## Chapitre 6 : Le centre MEDOC

Les méthodes de diagnostic utilisées au cours des chapitres précédents démontrent l'intérêt des observations conjointes multi-instruments. SOHO a d'ailleurs été conçu dans cet esprit. Ces instruments permettent une « cartographie » à chaque altitude de l'atmosphère solaire : MDI produit des cartes du champ magnétique photosphérique, SUMER sonde la chromosphère et la région de transition, CDS sonde la région de transition et la couronne, EIT image la couronne, pour ne citer que ces quelques instruments. D'autre part, la combinaison de raies observées par SUMER et CDS (on peut par exemple se référer au travail de David et al., 1998, cité au chapitre 4) permet à partir du calcul du rapport de leurs intensités de déduire la température électronique de la structure observée. On a vu au chapitre 5 que la coordination entre instruments SOHO, et des satellites comme CLUSTER a permis de suivre l'effet de deux CME vues depuis la région de transition et la couronne (avec CDS et EIT) jusque dans l'ionosphère et la thermosphère terrestres. Les observations conjointes entre le sol et SOHO lors d'une éclipse ont permis à Patsourakos et Vial (2002) de faire le diagnostic d'une inter-plume (chapitre 4).

Cette coordination entre SOHO, d'autres satellites, et les observatoires au sol est notamment favorisée par le centre MEDOC (Multi-Experiment Data and Operations Centre). MEDOC est l'un des 3 centres européens d'archivage des données du satellite SOHO et il est *le* centre européen d'opérations et d'analyse de ce satellite ; en fonctionnement depuis 1995 et situé à l'IAS, MEDOC a été conçu pour :

- 1) faciliter l'accès des Européens aux opérations et aux observations SOHO,
- 2) qu'existe en Europe une copie de l'archive des données SOHO,
- 3) que ces données soient facilement accessibles aux Européens,
- 4) assurer le meilleur retour scientifique en France et en Europe de l'exploitation des données.

MEDOC, complète les centres SOHO (Experiment Operations Facility-EOF, et Experiment Analysis Facility-EAF) implantés au Goddard Space Flight Center, de la NASA, aux USA.

De par son importante contribution à la réalisation et aux étalonnages de plusieurs instruments (EIT, SUMER, GOLF), l'équipe de physique solaire de l'IAS est à même d'aider les utilisateurs européens et d'enseigner son savoir-faire en termes de traitement de données. La contribution française à SOHO s'étend aussi aux instruments SWAN (Service d'Aéronomie), et LASCO (LAM). Les scientifiques français, notamment ceux de l'IAS sont

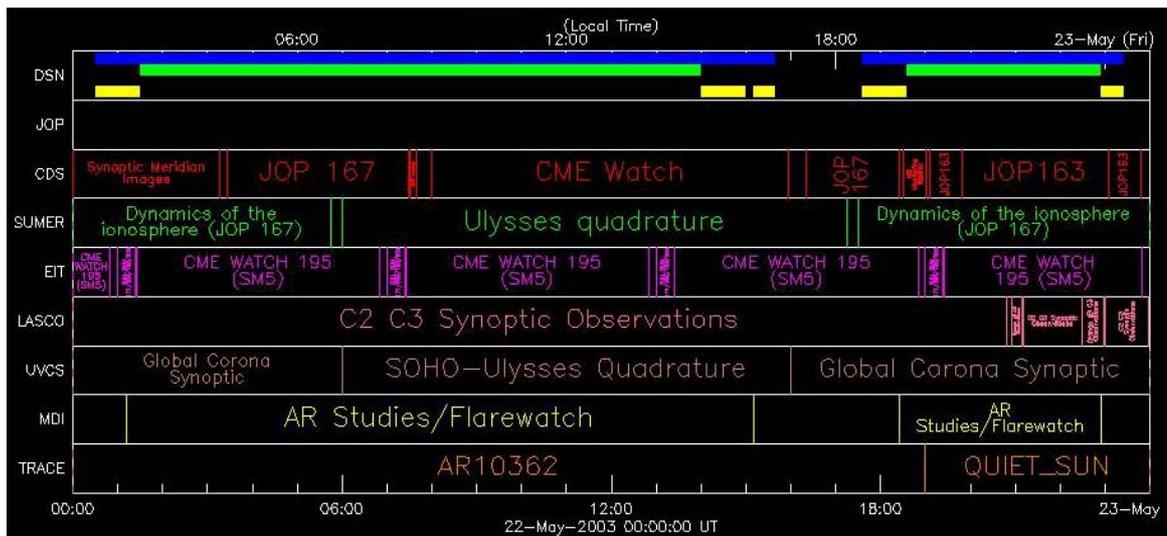
donc les interlocuteurs privilégiés des utilisateurs européens des données SOHO ; le besoin d'accéder aux données de ces expériences et la présence de plusieurs PI ou co-I de SOHO à l'IAS, a justifié la mise en place du centre de traitement de données, d'archivage et d'opérations MEDOC.

### 6.1- Les opérations SOHO :

MEDOC est un centre d'opérations et d'expertise instrumentale, dédié à SOHO. Il permet aux communautés scientifiques de physique solaire et de physique des plasmas naturels, de participer, depuis Orsay, aux opérations de la mission SOHO (Fig. 23).

La préparation et la mise en œuvre des opérations de certains des instruments de SOHO sont en effet possibles depuis MEDOC à l'occasion de deux campagnes annuelles. Ces campagnes, à forte participation européenne, ont en particulier l'objectif d'exploiter la coopération avec les grands observatoires sol Européens, tels Tenerife (THEMIS), Pic du Midi, etc...

Ces opérations, déléguées à MEDOC par l'EOF, consistent en la planification quotidienne des observations de plusieurs instruments de SOHO et des observatoires sol, et en l'envoi de commandes directement à un des instruments (le spectromètre SUMER dont les données sont très largement analysées à l'IAS).



**Fig. 23:** Exemple d'une journée de planification ; en abscisse figurent les heures de la journée du 22 mai 2003, en ordonnées le planning des observations de quelques-uns des instruments SOHO et TRACE.

MEDOC offre aux observateurs européens la possibilité de réaliser leurs propres observations selon leurs propres objectifs scientifiques, sans avoir la contrainte de se rendre aux USA. La treizième campagne d'observations à MEDOC s'est tenue en Juin 2004. Ce mode de fonctionnement est prévu jusqu'en 2007, les opérations SOHO étant financées par l'Agence Spatiale Européenne jusqu'à cette date.

MEDOC contribue aussi à la planification des programmes d'observation de routine (notamment pour l'instrument GOLF).

## 6.2- L'archive SOHO :

MEDOC est approuvé par l'Agence Spatiale Européenne en tant que «Centre Européen d'Archivage des données SOHO». Avec la coopération des équipes instrumentales, MEDOC a en effet pour mission d'archiver les données de tous les instruments, données ayant le niveau approprié pour un accès et un emploi facile par les scientifiques extérieurs ; ces données sont disponibles dans l'Archive au plus tôt 3 à 4 semaines après l'observation. Une « Archive Mission » évolutive est maintenue à Orsay pour aider au planning d'observations, en période de campagne, et pour une analyse des données reçues quelques heures après l'observation.

La configuration et les performances de MEDOC garantissent une entrée facile dans l'archive de SOHO qui contient (janvier 2004) plus de 1 000 000 fichiers (~1,6 Tbytes), accessibles par Internet grâce à une interface utilisateurs développée à MEDOC. L'accès se fait par catalogue, disponible à Orsay, et dispose des diverses interfaces nécessaires au dialogue avec l'utilisateur.

Les données du satellite TRACE et de l'instrument SPIRIT du satellite CORONAS, dont les observations sont conjointes à celles de SOHO, sont également en cours de chargement dans cette archive. Elles seront prochainement accessibles par les utilisateurs de la même façon que les données de SOHO, via une nouvelle interface en cours de développement.

## 6.3- L'analyse des données SOHO :

Le centre MEDOC est relié par ligne dédiée à l'EOF et reçoit, en période de campagne, le flot de données SOHO en temps réel, ainsi que toutes les données auxiliaires nécessaires à la planification et à l'exécution des programmes SOHO.

La fonction d'analyse des données repose sur les possibilités offertes à Orsay d'accueillir des visiteurs. Les chercheurs qui souhaitent mener à bien des analyses approfondies peuvent bénéficier de la présence d'experts de divers instruments. Plus de 250 personnes sont venues bénéficier des services MEDOC.

L'analyse des données peut se faire à l'aide des logiciels spécialisés fournis par les équipes instrumentales de SOHO et par les utilisateurs qui alimentent le SolarSoftWare (SSW), installé et régulièrement mis à jour à MEDOC, mais aussi téléchargeable depuis les sites web SOHO ou MEDOC.

Des outils de traitement de données ont ainsi été développés par des scientifiques de MEDOC. J'ai notamment été amenée au cours de mon post-doc (CNES) à remplir une tâche de service liée au développement d'un logiciel de traitement des données SUMER. Il s'agit d'un logiciel de reconstruction d'images afin de produire un « soleil entier », alors que l'observation se fait en plusieurs bandes horizontales, obtenues par balayage du soleil. En tenant compte de la rotation différentielle non négligeable au cours de l'observation complète, il faut faire coïncider ces bandes et apporter les corrections nécessaires de distorsions artificielles pour obtenir l'équivalent d'une photo instantanée du soleil. Ce programme (constrimsol.pro) est disponible dans le ssw. D'autre part, en collaboration avec P. Lemaire (co-PI SUMER), nous avons écrit un programme (sum\_read\_corr\_fts.pro) synthétisant l'ensemble des corrections instrumentales à apporter aux données SUMER, afin de fournir aux utilisateurs un outil complet et unique de réduction de données. Ce programme est lui aussi dans le ssw.

En plus des outils de traitement de données (de type corrections instrumentales), MEDOC met à la disposition de la communauté internationale un code de traitement de la lumière diffusée et un code de calcul de transfert de rayonnement, tous deux développés à l'IAS et

qui peuvent être utilisés pour interpréter les données SOHO. Ces codes sont disponibles sur les pages web de MEDOC. L'équipe scientifique de l'instrument EIT à MEDOC a aussi modifié le logiciel « officiel » de traitement des données EIT pour minimiser le temps de calcul sur la machine utilisateurs.

#### **6.4- Formation à l'analyse des données :**

Les scientifiques peuvent utiliser leurs comptes MEDOC depuis leur laboratoire, mais peuvent bénéficier d'une aide personnalisée en se rendant à MEDOC :

Ils ont à leur disposition des moyens informatiques et une capacité d'accès à des données volumineuses. Ils peuvent directement dialoguer avec les scientifiques de l'IAS fortement impliqués dans l'expérience SOHO, ce qu'il est plus difficile de faire à distance. Par ce moyen les scientifiques externes à l'IAS acquièrent des compétences sur les données, mais aussi sur les moyens d'analyse au contact des scientifiques de l'IAS.

MEDOC organise, depuis 1997, au moins une fois par an des ateliers d'apprentissage des outils de traitement, et des ateliers de travail autour des données (Atelier « Protubérances », Atelier « Boucles Coronales », ...) : MEDOC dispose pour cela de moyens informatiques, d'une salle de réunion, d'une salle d'analyse et d'un accès facile aux données et aux logiciels. Ces ateliers mobilisent une trentaine de participants en moyenne.

Dans notre effort de formation des thésitifs et des post-docs, nous avons notamment organisé deux événements :

En septembre 1997, notre école d'été a rassemblé une vingtaine d'étudiants d'européens pendant 2 semaines, au cours desquels ils ont pu profiter des moyens mis à disposition par le centre pour découvrir SOHO et les techniques de traitement de données à l'occasion de travaux pratiques, encadrés par les spécialistes internationaux. Parmi les étudiants français, plusieurs sont à présent chargés de recherche ou astronomes adjoints. Parmi les étrangers, plusieurs ont maintenant un poste permanent dans leurs pays.

En octobre 2003, dans le cadre du PNST et du réseau européen TOSTISP (sur la turbulence dans les plasma spatiaux), un atelier a été organisé autour du thème "Signal processing and data analysis from recent space solar missions - small temporal and spatial scales".

Un atelier sur le traitement des données STEREO est prévu pour 2004 ainsi qu'un atelier de préparation au gigantesque volume de données du satellite SDO (voir chapitre 7).

#### **6.5- Responsabilité scientifique de MEDOC :**

Depuis l'automne 2000, la **responsabilité scientifique du centre MEDOC** de l'IAS m'a été confiée. Le rôle de responsable scientifique consiste en l'organisation de campagnes d'observations (coordination des observations, diffusion des informations, propositions de séminaires, accueil de visiteurs), l'organisation d'ateliers de travail internationaux, le suivi des expériences spatiales solaires futures pouvant alimenter notre archive, la mise à jour du site web, en 5 mots : faire vivre scientifiquement notre centre.

Dans ce cadre, j'ai organisé 8 campagnes d'observation avec SOHO. Chaque campagne accueille en moyenne une demi-douzaine de participants (européens en général). Parmi eux, est choisi un Science Operation Leader (SOL), point de contact entre les observateurs et les « planificateurs » des instruments. Il gère et anime les réunions quotidiennes de planification, en veillant à l'homogénéité des plannings des différents instruments. De plus, pour chaque instrument de SOHO impliqué dans une campagne, un « planificateur » se porte volontaire pour gérer les demandes des observateurs, écrire leurs programmes

d'observations, préparer les plannings quotidiens de l'instrument dont il a la charge, assister aux réunions quotidiennes, et faire une évaluation grossière de la qualité scientifique des données obtenues le jour précédent.

Outre la coordination des campagnes (prise de contact avec les observateurs, synthèse des propositions d'observations transmises ensuite aux « planificateurs » et au SOL), j'ai moi-même à plusieurs reprises joué un rôle actif sur une semaine en tant que SOL ou « planificateur » (CDS ou SUMER indifféremment).

Nous avons toujours accordé une place importante aux observations conjointes entre SOHO et d'autres observatoires, en vol ou au sol. Notamment, le télescope THEMIS (aux Canaries) a presque toujours participé à nos campagnes depuis qu'il est en fonctionnement. A l'occasion de la 10<sup>ème</sup> campagne MEDOC, et à l'initiative de MEDOC, des observations conjointes et complémentaires ont été entreprises entre SOHO et l'expérience SPIRIT du satellite russe CORONAS-F, dont les données sont très similaires à celles de EIT. Ces deux instruments ont la possibilité d'observer le Soleil simultanément dans des longueurs d'ondes complémentaires, ce qui enrichit les jeux de données obtenus.

A l'occasion de la 11<sup>ème</sup> campagne MEDOC (19 mai – 1<sup>er</sup> juin 2003), un nouvel élan a été apporté grâce à notre initiative de réalisation d'observations conjointes entre SOHO, CLUSTER, SuperDarn, Eiscat... SOHO et CLUSTER, pierres angulaires de l'Agence Spatiale Européenne, n'avaient jusqu'à présent jamais participé à des observations conjointes de façon organisée.

La venue d'une vingtaine de visiteurs, de l'Observatoire de Paris, de Grenoble, de la Côte d'Azur, du CETP à Vélizy ou encore d'Orléans, témoigne de l'intérêt porté par la communauté, du PNST notamment, à cette thématique.

Cette campagne a aussi été l'occasion de proposer 5 séminaires assurés par nos visiteurs.

Cette expérience (thématique prédéfinie et séminaires), très concluante, a été renouvelée lors de la 12<sup>ème</sup> campagne de Novembre-Décembre 2003. La liste des séminaires est disponible sur [www.medoc-ias.u-psud.fr/science/SEMINARS.html](http://www.medoc-ias.u-psud.fr/science/SEMINARS.html).

On trouvera sur le site [www.medoc-ias.u-psud.fr/science/MEDOCpub.html](http://www.medoc-ias.u-psud.fr/science/MEDOCpub.html) une liste des publications relatives à des observations SOHO menées lors des campagnes MEDOC. Cette liste est non exhaustive car il n'est pas toujours facile de repérer les articles traitant des données SOHO acquises au cours d'une de nos campagnes, sur ADS... En effet, les observateurs ne pensent pas toujours à informer la responsable scientifique de leurs publications.

## **6.6- Centre thématique de physique de données solaires spatiales :**

Le centre MEDOC recouvre actuellement quatre niveaux de compétence en étant :

- Un centre européen d'archivage des données SOHO,
- un centre de mission (c'est à dire préparation des télécommandes instrumentales et mise en œuvre de campagnes de contrôle de l'instrument, contrôle à distance de la planification des observations de SOHO, ...),
- un centre de traitement et de diffusion de données,
- un centre d'expertise sur les données et leurs outils de traitements.

La principale plus value de MEDOC réside dans sa capacité à fédérer les activités scientifiques autour des données grâce à l'organisation de campagnes de programmation des instruments SOHO, l'organisation de sessions de formation sur les outils et les données SOHO, l'organisation d'ateliers sur les résultats scientifiques de SOHO, la mise à

disposition de moyens logistiques (moyens informatiques, salles de réunions, bureaux), la disponibilité sur place de scientifiques connaissant les données.

Le système actuel est organisé autour des expériences de SOHO. Toutefois il dispose aussi des données de l'expérience SPIRIT du satellite russe CORONAS-F (MEDOC est le centre d'archivage officiel de ces données) et des données des instruments du satellite TRACE (miroir du site américain, données en libre service) qui observe la couronne solaire à haute résolution spatiale et temporelle.

Les observations de SPIRIT, sur le même mode de fonctionnement que celui de EIT sont complémentaires des observations EIT. L'accès à ces données répond aux conditions d'un accord signé entre l'IAS et le FIAN (Moscou): les PI ont un accès immédiat à leurs données, un délai d'un mois est nécessaire pour les collaborateurs qui auront motivé et justifié leur demande auprès du PI, un délai d'un an est requis pour le reste de la communauté. Des logiciels d'analyse des données sont développés entre l'équipe EIT et le FIAN sur la base de l'expérience acquise avec EIT.

D'autres projets (américains ou européens) utiliseront les ressources de MEDOC pour archiver leurs données.

MEDOC, qui a développé une dynamique autour de son centre d'opérations SOHO, évolue naturellement d'un Centre de Données pour la mission SOHO vers un Centre de Données Solaires Spatiales de façon plus générale. Les données de STEREO (voir chapitre suivant) seront accueillies à MEDOC dès le début 2006 (miroir du site américain); MEDOC se propose de constituer une copie européenne des données de SDO (à partir de 2008); le CNES a sollicité MEDOC pour participer à l'archivage de PICARD. Il s'agit d'une expérience CNES, de mesure simultanée de l'irradiance solaire absolue, du diamètre solaire et de la rotation différentielle. Son objectif est d'améliorer notre connaissance de l'influence du forçage solaire sur le climat de la Terre et la physique et la structure interne du soleil. Toutefois, PICARD est en attente, pour une durée inconnue.

La mission LYOT (voir chapitre suivant), si elle est sélectionnée par le CNES, devrait voir ses données archivées à MEDOC.

Pour la physique stellaire, COROT (CO-Rotation and planetary Transit) est une mission CNES dont le lancement est prévu fin 2005. Ses objectifs scientifiques sont la détection et l'étude des vibrations des étoiles, et la recherche de planètes extra-solaires, en particulier des planètes telluriques. MOST (Microvariabilité et Oscillations Stellaires) est une mission de l'agence spatiale canadienne, précurseur de COROT, fonctionnant sur le principe de la photométrie à haute précision mais aux objectifs plus limités. Les données de MOST et de COROT seront également archivées (archive mission) au sein de MEDOC, à partir de 2004 pour MOST (lancé fin 2003) et 2006 pour COROT.

Cette extension à de nouvelles expériences, spatiales et essentiellement solaires, couplée aux activités de valorisation scientifique développées autour des données SOHO, et aux produits à valeur ajoutée offerts par MEDOC à la communauté solaire, donne à MEDOC les caractéristiques d'un Centre Thématique, d'après la définition du CNES, avec lequel nous avons commencé une étude de faisabilité.

# Chapitre 7 : Vers des observations à très hautes résolutions spatiale et temporelle

## 7.1- Problèmes non résolus :

A partir des résultats et discussions que nous venons de rassembler dans ce document, on ne peut qu'insister sur ce que nous avançons dans l'introduction au § 1.3 : le champ magnétique joue un rôle prépondérant dans la physique de l'atmosphère solaire et de ses structures :

- Il est probablement la clé du chauffage coronal et est présent dans les différentes étapes des scénarios proposés (transfert, stockage et dissipation de l'énergie mécanique présente dans les mouvements photosphériques). Même si les indices en faveur d'un chauffage à micro-échelle sont forts, nous ne disposons toujours pas de signatures décisives de ces processus sub-télescopiques. Nous ne savons pas comment sont générés et dissipés les champs magnétiques intermittents. Les reconnexion magnétiques sont-elles les processus élémentaires ? Quel est le lien entre la turbulence et les variations de configurations magnétiques ? La mesure des champs magnétiques directement dans la couronne (avec les instruments sol ATST et FASR), à haute résolution spatiale (mieux que 0,03") apportera des contraintes aux efforts de modélisation et d'extrapolation en cours.
- Il est probablement la clé de l'accélération du vent solaire : le vent rapide s'échappe des trous coronaux à champ ouvert, et prend sa source aux intersections des mailles du réseau chromosphérique. L'accélération des ions semble être due à l'absorption résonante d'onde d'Alfvén à haute fréquence. Mais qu'en est-il pour le vent lent ? La signature des processus à l'origine du vent doit être cherchée au niveau chromosphérique, à haute résolution spatiale, et reliée aux mesures in-situ. C'est l'objectif de la Sonde Solaire.
- Les CME sont des conséquences des instabilités du champ magnétique, mais on ne comprend toujours pas précisément les causes de leur éruption, ni de leur accélération, on se sait pas si leur taux varie d'un cycle à l'autre. On ne connaît pas le lien de cause à effet, s'il existe, entre CME et éruption, entre CME et protubérance.

On voit donc que la détermination du champ magnétique solaire, dont on ne connaît pas l'origine, doit être l'une des priorités de la communauté solaire pour comprendre les processus physiques fondamentaux de l'activité et de la variabilité solaire et stellaire.

En effet, le Soleil nous offre la chance de déterminer le champ sur une vaste gamme d'échelles spatiales, des tubes de flux élémentaires jusqu'à l'héliosphère, afin de vérifier les théories sur l'émergence, la structure, la dynamique et même la destruction des champs magnétiques.

Cependant, la détermination du champ magnétique solaire passe par le *diagnostic du plasma*, puisque les mesures sont faites sur le plasma dont la variabilité est une réponse à la présence du champ.

Nous allons voir dans le paragraphe suivant les objectifs scientifiques des missions à venir, dans lesquelles l'équipe de physique solaire et stellaire est impliquée.

## 7.2- Futures instrumentations :

L'évaluation des variations et la mesure des conséquences des phénomènes solaires sur l'environnement terrestre (Relations Soleil-Terre) sont l'un des thèmes prioritaires de notre communauté scientifique dans le contexte du programme « International Living with a Star » (ILWS).

La surveillance de l'atmosphère solaire (qui se fait déjà depuis SOHO) et de ses variations est l'un des objectifs de la mission américaine Solar Dynamics Observatory (SDO) dont le lancement est prévu en 2008.

\*SDO (premier élément de ILWS), constitue le socle scientifique d'un domaine d'application nouveau, la météorologie spatiale, maillon de la chaîne des relations Soleil-Terre.

SDO (orbite géosynchrone) est un satellite NASA à participation internationale, multi instruments et multi longueurs d'onde, à très haute cadence temporelle (<10 s). Avec son volume de données 1000 fois supérieur à celui de SOHO, les phases pré et post-éruptive du plasma coronal pourront être finement étudiées. L'équipe de physique solaire et stellaire de l'IAS est co-I de cette mission.

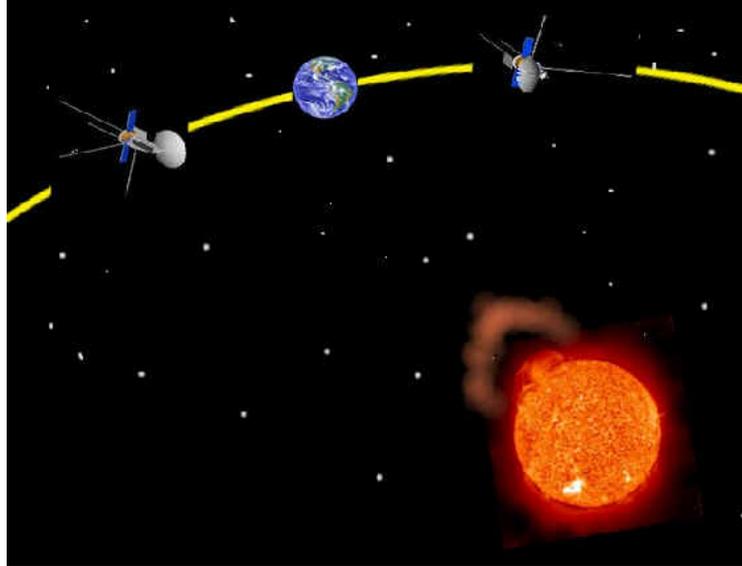
SDO est aussi considéré comme le « 3<sup>ème</sup> œil » de la mission américaine STEREO, à laquelle l'IAS participe.

\*STEREO (Solar-TERRrestrial Relations Observatory) dont le lancement est prévu pour début 2006 permettra aussi des avancées dans le diagnostic des CMEs : grâce à l'observation simultanée par un jeu de 2 satellites multi-instruments, en orbite héliocentrique, d'une même CME vue sous deux angles différents (Fig. 24), sa structure 3D pourra être appréciée. STEREO offrira une cadence temporelle de 1 minute et 2000x2000 pixels (au lieu d'une cadence de 12 minutes et de 1024x1024 pixels avec EIT).

Toutefois, seule une vue considérablement rapprochée du Soleil permettra de comprendre les phénomènes observés et d'améliorer les diagnostics.

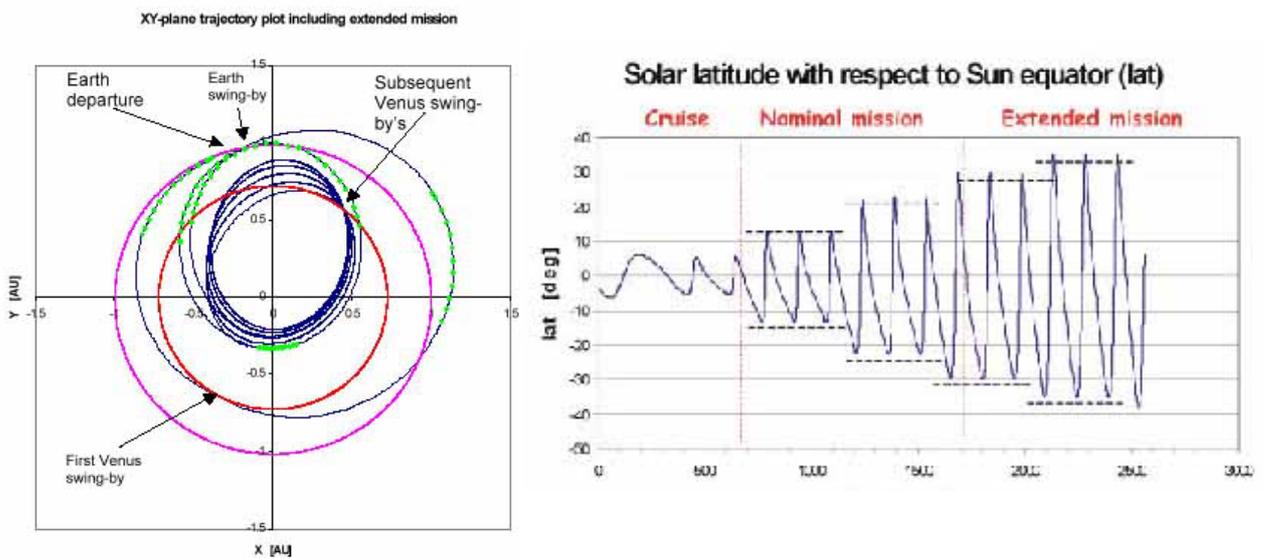
\*LYOT (Lyman alpha Orbiting Telescopes), proposé par l'équipe de physique solaire et stellaire de l'IAS, comblera l'absence d'observations en Lyman  $\alpha$  sur SDO, tout en lui étant parfaitement complémentaire, avec des cadences d'observation similaires et un recouvrement de deux ans des dates d'opération. LYOT sera aussi un précurseur du coronographe Lyman  $\alpha$  prévu pour voler à bord de Solar Orbiter. LYOT, en orbite héliosynchrone, abordera plusieurs problèmes de la météorologie spatiale en effectuant une surveillance continue de l'activité de la chromosphère et de la basse couronne solaire à

haute résolution spatiale et temporelle. Les objectifs principaux sont la détection des Ejections Coronales de Matière (CMEs) et l'identification de leurs régions sources, l'identification des signes précurseurs des CMEs, avec l'objectif de développer des outils de prédiction, et la surveillance de la distribution spatiale et de la variabilité du flux chromosphérique et coronal VUV et EUV.



**Fig. 24 :** Les 2 satellites de STEREO, embarquant les mêmes instruments auront une orbite héliocentrique, l'un précédant la Terre l'autre la suivant.

\*Solar Orbiter, prochaine mission de l'Agence Spatiale Européenne (2013), en combinant très haute résolution spatiale, mesures in-situ et par télédétection à quelques dizaines de rayons solaires au-dessus de la surface, observations hors du plan de l'écliptique (Fig. 25) et en co-rotation, répondra à cet objectif.



**Fig. 25 :** Orbite de Solar Orbiter. A gauche, vue du dessus, à droite vue par rapport à l'équateur solaire.

\*Enfin, la Sonde Solaire est de nouveau à l'ordre du jour à la NASA, dont l'objectif, en se rapprochant à quelques rayons solaires de la surface, est de mesurer localement les

paramètres physiques du plasma de la couronne et du vent solaire, d'imager la couronne et d'observer la chromosphère par spectro-imagerie. Il sera alors possible d'associer micro (mesure des fonctions de distribution et de leurs écarts aux maxwelliennes) et macro (imagerie à l'échelle de quelques dizaines de kilomètres) physique.

### **7.3- Vers un observatoire solaire virtuel :**

Compte-tenu de l'ensemble des données que nous avons commencé à (SOHO, TRACE, CORONAS) et que proposons (STEREO, COROT, MOST, SDO, LYOT,..) d'archiver et des produits qui pourraient en découler, MEDOC a commencé à devenir un « Centre Thématique solaire spatial ».

D'autre part, MEDOC doit s'insérer dans le prochain Centre de Données Spatiales de l'IAS, qui rassemblera 4 sous-centres thématiques (ou liés à des missions). MEDOC en est aujourd'hui la principale composante en termes de fonctions et d'expertise.

L'analyse des données (actuelles et futures) recueillies, nécessite des techniques de traitement du signal de plus en plus sophistiquées du fait du nombre croissant de ces données (STEREO sera 10 fois plus volumineux que SOHO, et SDO 1000 fois plus !) et du besoin d'optimiser les retours scientifiques, en mettant à la disposition de la communauté spatiale (solaire notamment) des données accessibles, homogènes et facilement exploitables.

MEDOC est ainsi activement impliqué dans l'European Grid of Solar Observations (EGSO) dont le but est de construire les bases d'un observatoire solaire virtuel. Dans ce projet financé par la Commission Européenne, MEDOC est responsable du développement des modules d'accès aux archives distribuées et de l'interface utilisateur (<http://www.egso.org/>).

#### **Petite pensée pour finir :**

Il est clair que je souhaite à la fois :

- activement participer à l'analyse des données des futures missions citées plus haut, dont la moisson sera –on l'espère- encore plus fructueuse que celle de SOHO et
- faciliter leur distribution vers la communauté solaire, dans le cadre du pôle thématique solaire MEDOC.

# Bibliographie

Abbo L. et Antonucci E., , “The streamer boundary and the source of slow wind”, in Proc. SOHO 11 symposium, “From solar min to solar max : Half a solar cycle with SOHO”, Davos, ESA-SP 508, p. 361.

**Aletti V., Bocchialini K., Vial J.-C., 1999, “Research of microscale coronal heating signatures”, SOHO8 workshop, ESA proceedings SP-446, p.113**

Aletti V., 2001, Thèse, « Chauffage intermittent de la couronne solaire : diagnostic, étude statistique et modélisation des points brillants observés par SOHO », Université Paris XI.

**Aletti V., Velli M., Bocchialini K. et al., 2000, ApJ, 544, 550, “Observational signatures of MHD turbulence as a coronal heating mechanism”.**

**Alissandrakis C.E., Drago F., Bastian T., Bocchialini K., Delaboudinière J.-P., Lemaire P., Vial J.-C., Harrison R. A., Thompson B., 1997, “Microwave and UV observations of filaments with SOHO and the VLA”, in Advances in the physics of sunspots, B. Schmieder, J. C. Toro del Iniesta & M. Vazquez eds., Astron. Soc. Pac. Conf. Ser. Proceedings., p. 289.**

Anzer U., Heinzel P., 2003, A&A, 404, 1139, “On the nature of extended filaments”

Aschwanden M. J., Tarbell T.D., Nightingale R.W., Schrijver C.J., Title A., Kankelborg C. C., Martens P., Warren H.P., 2000, ApJ, 553, 1047, “Time Variability of the “Quiet” Sun Observed with TRACE. II. Physical Parameters, Temperature Evolution, and Energetics of Extreme-Ultraviolet Nanoflares”.

Aulanier G., Schmieder B., 2002, A&A, 386, 1106, “The magnetic nature of wide EUV filament channels and their role in the mass loading of CMEs”

Avrett E.H., Loeser R., 1992, “The PANDORA Atmosphere Program (Invited Review)”, 7<sup>th</sup> Cambridge Workshop on cool stars, stellar systems and the Sun, ASP Conference Series, vol. 26, M. Giampapa & J. Bookbinder Eds. p. 489

Axford W.I., McKenzie J.F. et al., 1999, Space Science Review, 87, 25, “Acceleration of the high speed solar wind in coronal holes”

Balthasar H., Wiehr E., Stellmacher, G., 1988, A&A, 204, 286, “Periodic and quasiperiodic Doppler velocity variations in solar prominences along one spatial direction”.

Banerjee D., O’Shea E., Doyle J. G., and Goossens M., 2001a, A&A, 371, p. 1137-1149, “The nature of network oscillations”.

- Banerjee D., O'Shea E., Doyle J. G., and Goossens M., 2001b, *A&A*, 380, L39-L42, "Signatures of very long period waves in the polar coronal holes".
- Basu, S., Antia H. M., 2002, "The Solar Rotation Rate from Solar Minimum to Maximum," in Proc. SOHO11 - From Solar Minimum to Solar Maximum, p.59.
- Basu S., Christensen-Dalsgaard J., Howe R. et al., 2003, *ApJ*, 591, 432, "A Comparison of Solar P-mode Parameters from MDI and GONG: Mode Frequencies and Structure Inversions" .
- Baudin F., Bocchialini K., Koutchmy S., 1996, *A&A Letters*, 314, L-9, "Propagating magneto-acoustic waves in the solar chromosphere".**
- Baudin F., Bocchialini K., Delannée C., Koutchmy S., Stellmacher G., Shibata K., et al., 1998, "Wave activity and prominence eruption", IAU colloquium 167, ASP conference Series, Vol. 150, p. 314.**
- Baudin F., Bocchialini K., Koutchmy S., 2002, "Oscillations in the solar photosphere as seen by THEMIS", Atelier THEMIS, Toulouse, Avril 2002, Arnaud J., Meunier N. eds., p. 255.**
- Berghmans D., Clette F., Moses D., 1998, *A&A*, 336, 1039, "Quiet Sun EUV transient brightenings and turbulence. A panoramic view by EIT on board SOHO".
- Biermann, L. 1948, *Z. Astrophys.*, 25, 161, „Über die Ursache der chromosphärischen Turbulenz und des UV-Exzesses der Sonnenstrahlung“ (c'est en allemand, je ne l'ai pas lu, je dois l'avouer !).
- Blanco S., Bocchialini K., Costa A., Domenech G., Rovira M., Vial J.-C., 1999, *Sol. Phys.*, 186, 281, "Multiresolution wavelet analysis of SUMER/SOHO observation in solar prominence".**
- Bocchialini K., 1994, « Chromosphère solaire calme : Etude statistique de profils d'émission, modèles d'atmosphère et propriétés dynamiques », Université Paris XI.**
- Bocchialini K., Vial J.-C., Koutchmy S., 1994, *Spa. Sci. Rev.*, 70, 57, "Chromospheric network dynamics as derived from the analysis of Ca II K and He I 1083 nm lines".**
- Bocchialini K., Baudin F., 1995, *A&A*, 299, 893, "Wavelet analysis of chromospheric solar oscillations".**
- Bocchialini K. & Vial J.-C., 1996, *Sol. Phys.*, 168, 37, "High chromosphere and low transition region network: a different organization in coronal holes?".**
- Bocchialini K., Gouttebroze P., 1996, *A&A*, 313, 949, "Solar chromospheric structures as observed simultaneously in strong UV lines. II - Network and cell modelling".**
- Bocchialini K., Vial J.-C., Einaudi G., 1998, "Statistical Analysis of a bright point observed simultaneously in two chromospheric and transition region lines by SUMER", 5th SOHO Workshop, Oslo, ESA series SP-404, p. 211.**
- Bocchialini K., Aletti V., Vial J.-C., Lemaire P., 1999, "Observational signature of microscale heating", ESA SP-448 (SPM99 - Florence), p. 539**
- Bocchialini K., Costa A., Domenech G., Rovira M., Vial J.-C., 2001, *Sol. Phys.*, 199, 133, "Dynamics of a quiescent prominence observed with SUMER/SOHO instrument".**
- Bocchialini K., Koutchmy S., 2001, « Recherche d'ondes par l'analyse de profils de la raie du Fe XIV », *Observations & Travaux n°53, "Spécial Eclipses solaires de l'ancien au nouveau***

**millénaire", *Compte-Rendu de la Rencontre "Eclipse et Couronne solaire", 14-15 Avril 2000, P. Durand et S. Koutchmy Eds., p. 60.***

Bommier V., Landi degl'Innocenti E., Leroy J.-L., Saha-Bréchet S., 1994, *Sol. Phys.*, 154, 231-260, « Complete determination of the magnetic field vector and of the electron densities in 14 prominences from linear polarisation measurements in the He I D3 and H $\alpha$  lines ».

Buchlin E., Aletti V., Galtier S., Velli M., Einaudi G., Vial J.-C., 2003, *A&A*, 406, 1061-1070, "A simplified numerical model of coronal energy dissipation based on reduced MHD".

Carlsson M. et Stein R. F., 1997, *ApJ*, 481, 500, "Formation of Solar Calcium H and K Bright Grains".

Carlsson M. et Stein R. F., 1998, in *Proc. IAU Symp.* 185, "The new chromosphere", in « New eyes to see inside the Sun and Stars », ed. F.L. Deubner, J. Christensen-Dalsgaard, et D. Kurtz, p. 435.

Chae J., Schühle U., Lemaire P., 1998, *ApJ*, 505, 957-973, "SUMER measurements of non-thermal motions: constraints on coronal heating mechanisms".

Chiuderi-Drago F., Engvold O., Jensen E., 1992, *Sol. Phys.*, 139, 47, "The prominence-corona transition region in transverse magnetic fields"

**Chiuderi-Drago F., Bocchialini K., J.-C. Vial, S. Lamartinié, T. Bastian, C.E. Alissandrakis, J.-P. Delaboudinière, R. Harrison, P. Lemaire, 1998, "The Filament-Corona Transition Region from Microwave and UV Observations", in "New perspectives on Solar Prominences", IAU 167, vol. 150, p. 55, Rust, Webb, Schmieder Eds.**

**Chiuderi-Drago F., Alissandrakis C.E., Bastian T., Bocchialini K., Harrison R.A., 2001, *Sol. Phys.*, 199, 115, "Joint EUV/radio observations of a solar filament".**

Ciaravella A. et al., 2000, *ApJ*, 529, 575, "Solar and Heliospheric Observatory Observations of a Helical Coronal Mass Ejection".

Ciaravella A., et al., 2003, *ApJ*, 597, 1118-1134, « Physical parameter of the 2000 February 11 coronal mass ejection: ultraviolet spectra versus white-light images ».

Couvidat S., García R.A., Turck-Chièze S., Corbard T., Henney C.J., Jiménez-Reyes S., 2003, *ApJ*, 597, L77, "The rotation of the deep solar layers".

Cranmer S.R., 2002, *ESA-SP* 508, p. 361, "Solar Wind acceleration in coronal holes" in *Proc. SOHO 11 symposium*, "From solar min to solar max : Half a solar cycle with SOHO", Davos.

Crosby N.B., Aschwanden M.J., Dennis B.R., 1993, *Sol. Phys.*, 143, 275, "Frequency distributions and correlations of solar X-ray flare parameters".

Curdt W., 2001, *A&A*, 375, p.591-613, « The SUMER spectral atlas of solar-disk features ».

Curdt W., Wang T.J., Dammasch I.E., Solanki S.K., 2003, *Hvar Obs. Bull.*, 27, 1, 83, "Doppler oscillations of active region loops: steps towards coronal seismology".

Damé L., Gouttebroze, P., Malherbe J.-M., 1984, *A&A*, 130, 331, "Observation and analysis of intensity oscillations in the solar K-line".

David C., Gabriel A. H., Bely-Dubau F., Fludra A., Lemaire P., Wilhelm K., 1998, *A&A*, 336, 90, "Measurement of the electron temperature gradient in a solar coronal hole".

- DeForest C.E., Gurman J.B., 1998, ApJ, 501, L217, “Observation of quasi-periodic compressive waves in solar polar plumes”.
- Démoulin P., 1998, “Magnetic Fields in Filaments”, in “New perspectives on Solar Prominences”, IAU 167, vol. 150, p. 78, Webb, Rust, Schmieder Eds.
- Démoulin P., van Driel-Gesztelyi L., Mandrini C.H., Klimchuck J.A., Harra A., 2003, ApJ., 586, 592, “The long-term evolution of AR 7978/ testing coronal heating models”.
- Deubner F. L. , 1998, in Proc. IAU Symp. 138, “The Solar Photosphere : Structure Convection and Magnetic Field”, Ed. J.O. Stenflo, p. 217.
- Dere K.P., Brueckner G.E., Howard R.A., Michels D.J., Delaboudinière J.-P., 1999, ApJ, 516, 465, “LASCO and EIT Observations of Helical Structure in Coronal Mass Ejections”.
- Dmitruk P., Gomez O.E., Deluca E.E., 1998, ApJ, 505, 974, “Magnetohydrodynamic turbulence of coronal active regions and the distribution of nanoflares”.
- Dolla L., Solomon J., Lemaire P., 2004, « A search for signatures of preferential heating by ion cyclotron waves in the low corona”, SOHO13, SP-547, p. 391.
- Einaudi G. Velli M., 1999, Physics of Plasma, 6, 4146.
- Einaudi G., Velli M., Politano H., Pouquet A. , 1996, ApJ, 457, L113, « Energy Release in a Turbulent Corona ».
- Gabriel A.H., 1976, Phil. Trans. R. Soc. Lond. A., 281, 339-352 “A magnetic model for the solar transition region”.
- Gabriel A.H., Bely-Dubau F., Lemaire P., 2003, ApJ, 589, 623-634, « The contribution of polar plumes to the fast solar wind”.
- Galtier S., 1998, “Turbulence et Intermittence en Magnétohydrodynamique : application à la couronne solaire”, Thèse de l’Université J. Fourier, Grenoble I.
- Galtier S., 2001, Sol. Phys., 201, 133-136, “Statistical Study of Short Quiescent Times between Solar Flares in a 1D MHD Model”.
- Georgoulis M., Velli M., Einaudi G., 1998, ApJ, 497, 957, “Statistical Properties of Magnetic Activity in the Solar Corona”.
- Giordano S., Antonucci E., Noci C., Romoli M., and Kohl J.L., 2000, ApJ, 531, L79, “Identification of the Coronal Sources of the Fast Solar Wind”.
- Golub L. et al., 1974, ApJ, 189, L93, “Solar X-Ray Bright Points”.
- Gouttebroze P., Heinzel P., Vial J.-C., 1993, AAS, vol. 99, p. 513-543, “The hydrogen spectrum of model prominences”.
- Gouttebroze P., Vial J.-C., Bocchialini K., Lemaire P., Leibacher J.W., 1999, Sol. Phys., 184, 253, “SOHO observations of Chromospheric oscillations”.**
- Habbal S.R., Withbroe G.L., 1981, Sol. Phys., 69, 77, “Spatial and temporal variations of EUV coronal bright points”.
- Harvey-Angle K.L., 1993, “Magnetic bipoles on the Sun”, Université d’Utrecht.

- Hassler D.M., Dammasch I.E., Lemaire P., Brekke P., Curdt W., Mason H.E., Vial J.-C., Wilhelm K., 1999, *Science*, 283, 810, "Solar wind outflow and chromospheric magnetic network".
- Heinzel P., Anzer U., Schmieder B., 2003, *Sol. Phys.*, 216, 159, "A spectroscopic model of EUV filaments".
- Hudson H., 1991, *Sol. Phys.*, 133, 357-369, « Solar flares, microflares, nanoflares and coronal heating ».
- Innes D.E., Inhester B., Axford W.I., Wilhelm K., 1997, *Nature*, 386, 811-813, "Bi-directional plasma jets produced by magnetic reconnection on the Sun".
- Jensen E., Orrall F. Q., 1963, *ApJ*, 138, 252, "Observational Study of Macroscopic Inhomogeneities in the Solar Atmosphere.IV. Velocity and Intensity Fluctuations Observed in the K Line."
- Joarder P.S. et Roberts B., 1993 *A&A*, 277, 225, "The modes of oscillation of a prominence. III. The slab in a skewed magnetic field".
- Judge P. G., Tarbell T. D., Wilhelm K., 2001, *ApJ*, 554, 424, "A study of chromospheric oscillations using the SOHO and TRACE spacecrafts".
- Karpen J.T., Antiochos S.K., Hohensee M., Klimchuk J.A., MacNiece P.J., 2001, *ApJ*, 553, 85, "Are Magnetic Dips Necessary for Prominence Formation?".
- Karpen J.T., Antiochos S.K., Klimchuk J.A., MacNeice P.J., 2003, *ApJ*, 593, 1187, "Constraints on the magnetic field geometry in prominences".
- Kippenhahn R. et Schlüter R., 1957, *Z. Astrophys.*, 43, 36, "Eine Theorie der solaren Filamente".
- Kohl et al. , 1997, *Sol. Phys.*, 175, 613, "First results from the SOHO UltraViolet Coronagraph Spectrometer".
- Kohl J.L., Noci G., Antonucci E., et al., 1998, *ApJ*, 501, L127, "UVCS/SOHO Empirical Determinations of Anisotropic Velocity Distributions in the Solar Corona".
- Kosovichev A.G., Duvall T.L., Scherrer P., 2000, *Sol. Phys.*, 192, 159, "Time-Distance Inversion Methods and Results".
- Koutchmy S. et Bocchialini K., 1996, "Eclipse White-Light Polar plumes: What is the Connection with the activity?" in "Robotic Exploration close to the Sun: Scientific Basis", S. R. Habbal eds., AIP Conference Proceedings 385, p.137.**
- Koutchmy S. et Bocchialini K., 1998, ESA-SP 421, p. 51, « White-light Polar plumes from eclipses », in Proc. Of « Solar Jets and Coronal Plumes », Guadeloupe, Février 1998.**
- Koutchmy S., Baudin F., Bocchialini K., Daniel J.-Y., Delaboudinière J.-P., Golub L., Lamy P., Adjabshirizadeh A., 2004, A&A, 420, 709, "The August 11<sup>th</sup>, 1999 CME ".**
- Krucker S. Benz A., 1998, *ApJ*, 501, L213, "Energy Distribution of Heating Processes in the Quiet Solar Corona".
- Labrosse N., Gouttebroze P., 2001, *A&A*, 380, 323-340," Formation of helium spectrum in solar quiescent prominences".
- Lemaire P., Bocchialini K., Aletti V., Hassler D. , Whilhelm K., 1999, "Search for signatures of a coronal hole in transition region lines near disk center", Space Science Review, 87, p. 249.**

Leroy J.-L., Bommier V., Sahal-Bréchet S., 1983, *Sol. Phys.*, 83, 135, "The magnetic field in the prominences of the polar crown" .

Lindsey C., et Braun D.C., 2000, *Science*, 287, 1799, "Seismic Images of the Far Side of the Sun".

Longcope D.W., Sudan R.N., 1992, *ApJ*, 384, 305, "Quasi-static evolution of coronal magnetic fields".

Lu E.T., Hamilton R.J., 1991, *ApJ*, 380, L89-L92, "Avalanches and distribution of the solar flares".

**Madjarska M., Vial J.-C., Bocchialini K., Dermendjiev V., 1999, SOHO8 workshop, ESA proceedings SP-446, p. 467, "Plasma diagnostic of a solar prominence observed on 12 June 1997 by EIT, SUMER and CDS" .**

**Madjarska M., Vial J.-C., Bocchialini K., Dermendjiev V., 2001, "Plasma parameters of a prominence observed on October 16/17 1999 by SUMER and CDS/SOHO", ASP Conference Series, IAU Symposium 203, "Recent Insights into the Physics of the Sun and Heliosphere: Highlights from SOHO and other Space Missions", Vol. 200, P. Brekke, B. Fleck and J.B.Gurman Eds, p. 410.**

Maia D., Aulanier G., Wang S. J., Pick M., Malherbe J.-M., Delaboudinière, J.-P., 2003, *A&A*, 405, 313, "Interpretation of a complex CME event: Coupling of scales in multiple flux systems".

Malara F., Velli M., 2001, « Observations and models of coronal heating », ASP Conference Series, IAU Symposium 203, "Recent Insights into the Physics of the Sun and Heliosphere: Highlights from SOHO and other Space Missions", Vol. 200, P. Brekke, B. Fleck and J.B.Gurman Eds, p. 456.

Marsh M.S., Walsh R.W., Bromage B.J.I., 2002, *A&A*, 393, 649, "A wavelet analysis of quasi-periodic variability across a solar coronal hole region"

Martin S.F., 1998, *Sol. Phys.*, 182, 107, "Conditions for the Formation and Maintenance of Filaments".

McIntosh S. W., Fleck B., Judge P.G., 2003, *A&A*, 405, 769, "Investigating the role of plasma topography on chromospheric oscillations observed by TRACE".

McKenzie J.F., Banaszekiewicz M., Axford W.I., 1995, *A&A*, 303, L45, "Acceleration of the high speed solar wind".

Molowny-Horas R., Oliver R., Ballester J.L., Baudin F., 1997, *Sol. Phys.*, 172, 181, "Observations of Doppler oscillations in a solar prominence".

Narain U., et Ulmschneider P., 1990, *Space Science Reviews*, 54, 377, "Chromospheric and coronal heating mechanisms".

**Nenovski P., Dermendjiev V.N., Detchev M., Vial J.-C., Bocchialini K., 2001, *A&A*, 375, 1065, "On a mechanism of intensification of field-aligned currents at the solar chromosphere-quiet prominence boundaries".**

Ofman L., Kucera T., Mouradian Z., Poland A., 1998, *Sol. Phys.*, 183, 97-106, "SUMER Observations of the Evolution and the Disappearance of a Solar Prominence".

Osterbrock, D. E. 1961, *ApJ*, 134, 347, "The Heating of the Solar Chromosphere, Plages, and Corona by Magnetohydrodynamic Waves".

Parenti S., Vial J.-C., Lemaire P., 2004, Sol. Phys., 220, 61, « Prominence atlas in the SUMER range 800 - 1250 Å I. observation, data reduction and preliminary results »

Parker E.N., 1958, ApJ, 128, 664, "Dynamics of the Interplanetary Gas and Magnetic Fields."

Parker E.N., 1988, ApJ, 330, 474, "Nanoflares and the solar X-ray corona".

Parker E.N., 1993, ApJ, 407, 342, "Resistive dissipation and magnetic field topology in the stellar corona".

**Patsourakos S., Bocchialini K., Vial J.-C., 1997, Low Transition region characteristics of equatorial coronal Holes, ESA series SP-404, p. 577.**

Patsourakos S., Vial J.-C., 2000, A&A, 359, L1-L4, "Outflow velocity of inter-plume regions at the base of Polar Coronal Holes".

Patsourakos S., Vial J.-C., 2002a, A&A, 385, p. 1073-1077, "Intermittent behaviour in the transition region and the low corona of the quiet Sun".

Patsourakos S., Vial J.-C., 2002b, Sol. Phys., 208, 253-281, « SOHO contribution to prominence science ».

Peter H., Vocks C., 2003, A&A, 411, L-481, "Heating the magnetically open ambient background corona of the Sun by Alfvén waves".

Phillips K.J.H., Gallagher P.T., Williams D.R., Keenan F.P., Rudawy P., Rompolt B., Berlicki A., 2001, "Coronal Heating by MHD waves: Results from the SECIS instruments during the 1999 eclipse", IAU Symposium 203, "Recent Insights into the Physics of the Sun and Heliosphere: Highlights from SOHO and other Space Missions", Vol. 200, P. Brekke, B. Fleck and J.B.Gurman Eds, p. 467.

Plunkett S.P., et al., 2002, Adv. Spa. Res., 29, 10, 1473, New insights on the onsets of coronal mass ejections from SOHO".

Pojoga S., 1994, IAU colloquium 144, 357, "Emission measure of prominence-corona transition region", in Solar Coronal Structures, V. Rusin, P. Heinzel, J.-C. Vial Eds.

Pohjolainen S., Maia, D., Pick, M. Vilmer N., et al., 2001, ApJ, 556, 421, "On-the-Disk Development of the Halo Coronal Mass Ejection on 1998 May 2".

Porter L.J., Klimchuck J.A., Sturrock P.A., 1994, ApJ, 435, 482, "The possible role of MHD waves in heating the solar corona"

**Pouget G., Bocchialini K., Solomon J., 2004, « Analyse d'oscillations observées dans une protubérance avec SOHO (CDS) ; diagnostic », PNST, Autrans. Poster.**

Pres P. et Phillips K.J.H., 1999, ApJ., 510, L73, "The Magnetic Association of Coronal Bright Points".

Priest E.R., Hood A.W., Anzer U., 1989, ApJ, 344, 1010-1025, "A twisted flux-tube model for solar prominences. I- General properties".

Raouafi N.E., Solanki S.K., 2003, A&A, 412, 271, "Effect of anisotropic velocity distribution on the linear polarization of coronal lines. Does the ion cyclotron exist in the inner corona"

**Régnier S., Bocchialini K., Vial J.-C., 1998, « Analyse statistique de Points Brillants de la Couronne Solaire, observés par SOHO », CRAS, t. 326, Serie II b, p. 211.**

Régnier S., Amari T., Solomon, J., Vial, J. C., Mickey D., 1999, "Multi-Instrument Study Of The Evolution Of An Active Region", SOHO8 workshop, ESA proceedings SP-446, p.571.

Régnier S., 2001, « Analyse des structures magnétiques solaires observées par SOHO. Modélisation magnétohydrodynamique à trois dimensions », Thèse, Université Paris-Sud 11.

Régnier S., Solomon J., Vial J.-C., 2001, A&A, 376, 292-301, « Oscillations in an active region filament: Observations and comparison with MHD waves ».

Régnier S., Amari T., 2001, "Reconstruction of the Coronal Magnetic Field for Active Region NOAA 8151" in Recent Insights into the Physics of the Sun and Heliosphere: Highlights from SOHO and Other Space Missions, Proceedings of IAU Symposium 203, Pål Brekke, Bernhard Fleck, and Joseph B. Gurman eds, Astronomical Society of the Pacific, p. 441.

Régnier S., 2001, Thèse « Analyse de structures magnétiques solaires observées par SOHO. Modélisation magnétohydrodynamique à 3 dimensions », Université Paris XI.

Rompolt B., 1990, Hvar Obs. Bull, 14, 1, 37, "Small scales structures and dynamics of prominences".

Rosenthal C. S., Bogdan T. J., Carlsson M., Dorch S. B. F., Hansteen V., McIntosh S. W., McMurry A., Nordlund Å., and Stein R. F., 2002, ApJ, 564, 508-524, "Waves in the Magnetized Solar Atmosphere. I. Basic Processes and Internetwork Oscillations".

Schatzman E., 1949, Ann. Astrophys., 12, 203, "The heating of the solar corona and chromosphere".

Schmahl E.J., Orrall F.Q., 1979, ApJ, 231, L41, "Evidence for continuum absorption above the quiet sun transition region"

Schmieder B., van Driel-Gesztelyi L., Aulanier G. et al., 2002, "Relationships between CME's and prominences", Adv. Spa. Res., 29, 10, 1451.

Schmieder B., Tziotziou K., Heinzel P., 2003, A&A, 401, 361-375, "Spectroscopic diagnostics of an H $\alpha$  and EUV filament observed with THEMIS and SOHO".

Schwarzschild, M. 1948, ApJ, 107, 1, "On Noise Arising from the Solar Granulation".

Schrijver C.J., Title A.M., van Ballegoijen A.A., Hagenaar H.J., Shine R.A., 1997, ApJ, 487, 424, "Sustaining the Quiet Photospheric Network: The Balance of Flux Emergence, Fragmentation, Merging, and Cancellation".

Schrijver C., Title A.M., Harvey K.L., et al., 1998, Nature 394, 152, "Large-scale coronal heating by the dynamic, small-scale magnetic field of the Sun".

Solanki S., 1999, ESA SP 446, p. 25 « Magnetic field structuring », Proceedings 8th SOHO Workshop, Vial J.-C. & Kaldeich B., eds.

St Cyr O.C., et al., 2000, JGR, 105, 18169, « Properties of coronal mass ejections: SOHO LASCO observations from January 1996 to June 1998".

Teriaca L., Poletto G., Romoli M., Biesecker D., 2003, ApJ, 588, 566, "The Nascent Solar Wind: Origin and Acceleration".

Thomas, R. N. 1948, ApJ, 108, 130, "Superthermic Phenomena in Stellar Atmospheres. I. Spicules and the Solar Chromosphere".

Thompson et al., 1999, ApJ, 517, L151, « SOHO/EIT Observations of the 1997 April 7 Coronal Transient: Possible Evidence of Coronal Moreton Waves ».

Van Ballegoijen A.A., 1986, ApJ, 311.1001 “Cascade of magnetic energy as a mechanism of coronal heating”

**Van Driel-Gesztelyi L., Thompson B., Démoulin P., Orlando S., Bocchialini K. + 7 co-auteurs, 1999, “Long term evolution of the emissivity and heating in a solar active region”, SOHO8 workshop, ESA proceedings SP-446, p. 663.**

**Van Driel-Gesztelyi L., Démoulin P., ..., Bocchialini K, Orlando S., 2001, “An observational test for solar atmospheric heating”, Recent Insights into the Physics of the Sun and Heliosphere: Highlights from SOHO and other Space Missions”, Manchester, Vol. 200, p. 514.**

Van Driel-Gesztelyi L., Démoulin P., Mandrini C.H., Harra L., Klimchuck J., 2003, ApJ, 586, 579, « The long-term evolution of AR7978 : the scalings of the coronal plasma parameters with the mean photospheric magnetic field ».

**Van Driel-Gesztelyi L., Démoulin P., ..., Bocchialini K., Orlando S., 2003, Sol. Phys. Soumis, « Long-term evolution of radiative flux densities : coronal, transition region and chromospheric fluxes in AR 7978 ».**

Vial, J.-C., 1994, Adv. Space Res., 14, 4, “The solar corona from SOHO”.

Vlahos L., Georgoulis M.K., Kluiving R., Paschos P., 1995, A&A, 299, 897-911, “The statistical flare”.

Webb D.F., 1998, “CMEs and Prominences and their evolution over the solar cycle”, in “New perspectives on Solar Prominences”, IAU 167, vol. 150, p. 463, Rust, Webb, Schmieder Eds.

Wiehr E., Balthasar H., Stellmacher G., 1984, Sol. Phys., 94, 285, “Oscillations of the H-alpha emission in solar prominences”.

Wiik J.E., Schmieder B., Kucera T., Poland A., Brekke P., Simnett G., 1997, Sol. Phys. , 175, 411, “Eruptive prominence and associated CME observed with SUMER, CDS and LASCO (SOHO)”.

Wilhelm K., Marsch E., Dwivedi B.N., Hassler D.M., Lemaire P., Gabriel A.H., Huber M., 1998, ApJ, 500, 1023, “The Solar Corona above Polar Coronal Holes as Seen by SUMER on SOHO”.

Withbroe G.L. et Noyes R.W., 1977, Ann. Rev. Astron. Astrophys., 15, 363, “Mass and energy flow in the solar chromosphere and corona”

Withbroe G.L., Feldman W.C., Ahluwalia H.S. , 1991, p. 1087, “The solar winds and its coronal origin”, in “Solar interior and atmosphere”, Cox A.N., Livingston W.C., Matthews M.S. Eds.

Zhou G., Wang J., Cao, Z., 2003, A&A, 397, 1057, “Correlation between halo coronal mass ejections and solar surface activity”.

Zirker J.B., 1993, Sol. Phys. 148, 43, “Coronal heating”.



Articles dans des revues à comité de lecture (17) :

18. Van Driel-Gesztelyi L., Démoulin P., Olah K., Ireland J., Thjompson B., Kovari Zs., Harra L.K., Mandrini C.H., Fludra A., Bocchialini K., Orlando S., 2003, Solar Physics, « Long-term evolution of radiative flux densities : coronal, transition region and chromospheric fluxes in AR 7978 », soumis.
17. Koutchmy S., Baudin F., Bocchialini K., Daniel J.-Y., Delaboudinière J.-P., Golub L., Lamy P., Adjabshirizadeh A., 2004, "The August 11<sup>th</sup>, 1999 CME ", A&A, 420, 709.
16. Nenovski P., Dermendjiev V.N., Detchev M., Vial J.-C., Bocchialini K., 2001, A&A, On a mechanism of intensification of field-aligned currents at the solar chromosphere-quiet prominence boundaries, 375, 1065
15. Bocchialini K., Costa A., Domenech G., Rovira M., Vial J.-C., 2001, Dynamics of a quiet prominence observed with SUMER/SOHO instrument, Sol. Phys., 199, 133
14. Chiuderi-Drago F., Alissandrakis C.E., Bastian T., Bocchialini K., Harrison R.A., 2001, Joint EUV/radio observations of a solar filament, Sol. Phys., 199, 115.
13. Aletti V., Velli M., Bocchialini K. et al., 2000, ApJ, Observational signatures of MHD turbulence as a coronal heating mechanism, 544, 550.
12. Lemaire P., Bocchialini K., Aletti V., Hassler D., Whilhelm K., 1999, Search for signatures of a coronal hole in transition region lines near disk center, Space Science Review, 87, p. 249
11. Blanco S., Bocchialini K., Costa A., Domenech G., Rovira M., Vial J.-C., 1999, Sol. Phys., Multiresolution wavelet analysis of SUMER/SOHO observation in solar prominence, 186, 281
10. Gouttebroze P., Vial J.-C., Bocchialini K., Lemaire P., Leibacher J.W., 1999, SOHO observations of Chromospheric oscillations, Sol. Phys., 184, 253
9. Patsourakos S., Bocchialini K., Vial J.-C., 1998, Solar chromospheric structures observed in UV resonance lines, CRAS serie IIb, t. 326, 337
8. Régnier S., Bocchialini K., Vial J.-C., 1998, Analyse statistique de Points Brillants de la Couronne Solaire, observés par SOHO, CRAS, t. 326, Serie II b, p. 211.
7. Bocchialini K. & Vial J.-C., 1996, High chromosphere and low transition region network: a different organization in coronal holes?, Sol. Phys., 168, 37.
6. Baudin F., Bocchialini K., Koutchmy S., 1996, Propagating magneto-acoustic waves in the solar chromosphere, A&A Letters, 314, L-9.
5. Bocchialini K., Gouttebroze P., 1996, Solar chromospheric structures as observed simultaneously in strong UV lines. II - Network and cell modelling, A&A, 313, 949.
4. Bocchialini K., Baudin F., 1995, Wavelet analysis of chromospheric solar oscillations, A&A, 299, 893.
3. *Bocchialini K., Vial J.-C., 1994, Solar chromospheric structures as observed simultaneously in strong UV lines. I - Observations, statistical analysis and characteristic line profiles, A&A, 287, 233.*
2. *Bocchialini K., Vial J.-C., Koutchmy S., 1994, Dynamical properties of the chromosphere in and out of the solar magnetic network, Astrophys. Journal, 423, L-67.*
1. *Bocchialini K., Vial J.-C., Koutchmy S., 1994, Chromospheric network dynamics as derived from the analysis of Ca II K and He I 1083 nm lines, Space Science Review, 70, 57.*

Communications à référés dans des congrès internationaux (2) :

2. Baudin F., Bocchialini K., Koutchmy S., 1999, Propagating magneto-acoustic waves in the network, ASP Conf. Ser., Third Advances in Solar Physics Euroconference: Magnetic Fields and Oscillations, ASP Conference Series vol.184, p. 232-237, Eds. B. Schmieder, A. Hofmann, J. Staude.
1. Baudin F., Bocchialini K., Delannée C., et al, 1998, Wave activity and prominence eruption, ASP Conf. Ser., IAU coll. 167, vol. 150, p. 314.

Communications dans des congrès internationaux (34) :

34. Vial J.-C., Bocchialini K., 2003, « Thermodynamic structure of solar prominences », Colloque Franco-chinois, Meudon, France, Août 2002, à paraître.
33. Vial J.-C., Song X.Y., Lemaire P., Gabriel A.H., Delaboudinière J.P., Bocchialini K., Koutchmy S., Lamy P., Mercier R., Ravet M.-F., Auchère F., 2003, « The solar high-resolution imager - coronagraph

- LYOT mission », Proceedings SPIE "Innovative Telescopes and Instrumentation for Solar Astrophysics", 4853, 479-489, Stephen L. Keil, Sergey V. Avakyan
32. Baudin F., Bocchialini K., Koutchmy S., 2002, "Oscillations in the solar photosphere as seen by THEMIS", Atelier THEMIS, Toulouse, Avril 2002, p. 255.
31. Koutchmy S., Baudin F., Bocchialini K., Delaboudinière J.-P., Adjabshirizadeh A., 2002, « The August 11<sup>th</sup>, 1999 total eclipse CME », ESA SP-477, p. 55, Proc. SOLSPA: "The second Solar Cycle and Space Weather Conference", Vico Equense, Italy.
30. Bocchialini K., Koutchmy S., 2001, Recherche d'ondes par l'analyse de profils de la raie du Fe XIV, Observations & Travaux n°53, "Special Eclipses solaires de l'ancien au nouveau millénaire", Compte-Rendu de la Rencontre "Eclipse et Couronne solaire", 14-15 Avril 2000, P. Durand et S. Koutchmy Eds., p. 60.
29. Koutchmy S., Adjabshirizadeh A., Baudin F., Bocchialini K., et al., 2001, « Phénomènes dynamiques observés à l'éclipse du 11 Août 1999 », Observations & Travaux n°53, "Special Eclipses solaires de l'ancien au nouveau millénaire", Compte-Rendu de la Rencontre "Eclipse et Couronne solaire", 14-15 Avril 2000, P. Durand et S. Koutchmy Eds., p. 35.
28. Madjarska M., Vial J.-C., Bocchialini K., Dermendjiev V., 2001, "Plasma parameters of a prominence observed on October 16/17 1999 by SUMER and CDS/SOHO", IAU Symposium 203, "Recent Insights into the Physics of the Sun and Heliosphere: Highlights from SOHO and other Space Missions", Manchester, Vol. 200, p. 410
27. van Driel-Gesztelyi, Démoulin P., Ireland J., Thompson B., Fludra A., Oláh K., Kovari Zs., Harra L., Mandrini C., Bocchialini K., Orlando S., 2001, "An observational test for solar atmospheric heating", Recent Insights into the Physics of the Sun and Heliosphere: Highlights from SOHO and other Space Missions", Manchester, Vol. 200, p. 514
26. Bocchialini K., Costa A., Domenech G., Rovira M., Vial J.-C., 2001, "Oscillations observed in intensity and velocity for a quiescent prominence", Proceedings of IAU Symposium 203, ASP Conference Series, P. Brekke, B. Fleck and J.B. Gurman Eds, Vol. 200, p. 419
25. Patsourakos, S.; Bocchialini, K.; Vial, J.-C., 1999, Solar chromospheric structures observed in UV resonance lines : a multivariate analysis approach, C.R. Acad. Sci, 326, 337
24. Bocchialini K., Aletti V., Vial J.-C., Lemaire P., 1999, Observational signature of microscale heating, ESA SP-448 (SPM99 - Florence), p. 539
23. Adjabshirizadeh A., Baudin F., Bocchialini K., et al, 1999, Eclipse of August 11, 1999: White-light images and simultaneous EIT/SoHO observations, ESA SP-448 (SPM99 - Florence), p. 1283
22. van Driel-Gesztelyi L., Thompson B., Démoulin P., Orlando S., Bocchialini K., et al., 1999, Long term evolution of the emissivity and heating in a solar active region, SOHO8 workshop, ESA proceedings SP-446, p. 663.
21. Aletti V., Bocchialini K., Vial J.-C., Research of microscale coronal heating signatures, 1999, SOHO8 workshop, ESA proceedings SP-446, p.113
20. Madjarska M., Vial J.-C., Bocchialini K., Dermendjiev V., 1999, Plasma diagnostic of a solar prominence observed on 12 June 1997 by EIT, SUMER and CDS, SOHO8 workshop, ESA proceedings SP-446, p. 467
19. Zhukov A., Koutchmy S., Lamy P., Delaboudinière J.-P., Delannée C., Bocchialini K., et al., 1999, Simultaneous LASCO/1998- Eclipse Observations of Large-Scale polar event, SOHO8 workshop, ESA proceedings SP-446, p. 731
18. Koutchmy S., Bocchialini K., 1998, ESA SP-421, White-Light Polar Plumes from Solar Eclipses, p. 51.
17. Loucif M., Koutchmy S., Stellmacher G., Georgakilas A., Bocchialini K., Delaboudinière J.-P., 1998, ESA SP-421, About polar ejection events and surges, p. 299.
16. Bocchialini K., Vial J.-C., Einaudi G., 1998, Statistical Analysis of a bright point observed simultaneously in two chromospheric and transition region lines by SUMER, 5th SOHO Workshop, Oslo, ESA series SP-404, p. 211.
15. Drago F., Bocchialini K., J.-C. Vial, S. Lamartinie, T. Bastian, C.E. Alissandrakis, J.-P. Delaboudiniere, R. Harrison, P. Lemaire, 1998, The Filament-Corona Transition Region from Microwave and UV Observations, IAU 167, vol. 150, p. 55.
14. Patsourakos S., Bocchialini K., Vial J.-C., 1997, Low Transition region characteristics of equatorial coronal Holes, ESA series SP-404, p. 577.
13. Vial J.-C., Bocchialini K., 1997, Enhanced science with joint SOHO-THEMIS observations, Publications de l'Observatoire de Paris, Forum International THEMIS nov. 96, p. 245.

12. C.E. Alissandrakis, F. Drago, T. Bastian, K. Bocchialini, J.-P. Delaboudinière, P. Lemaire, J.-C. Vial, R. A. Harrison, B. Thompson, 1997, Microwave and UV observations of filaments with SOHO and the VLA, in *Advances in the physics of sunspots*, B. Schmieder, J. C. Toro del Iniesta & M. Vazquez eds., Astron. Soc. Pac. Conf. Ser. Proceedings., p. 289
11. Patsourakos S., Bocchialini K., Vial J.-C., 1997, First Results of SOHO's joint observing Program 40, *Physics of the Sun and Heliosphere in the Era of Space Probes: Scientific Highlights of SOHO, Ulysses, and Yohkoh*, 23rd meeting of the IAU, Joint Discussion 19, 26-27 August 1997, Kyoto, Japan, p. 38
10. Vial J.-C., Gontikakis C., Bocchialini K., Gouttebroze, P., 1997, Diagnostic and observations of quiescent and active prominences, *Physics of the Sun and Heliosphere in the Era of Space Probes: Scientific Highlights of SOHO, Ulysses, and Yohkoh*, 23rd meeting of the IAU, Joint Discussion 19, 26-27 August 1997, Kyoto, Japan, p. 55
9. Bocchialini K., Koutchmy S., 1997, High Frequency Magneto-Acoustic Waves in the Chromosphere, in *"Robotic Exploration close to the Sun: Scientific Basis"*, S. R. Habbal eds., AIP Conference Proceedings 385, p. 153
8. Koutchmy S., Bocchialini K., 1996, Eclipse White-Light Polar plumes: What is the Connection with the activity?, in *"Robotic Exploration close to the Sun: Scientific Basis"*, S. R. Habbal eds., AIP Conference Proceedings 385, p.137.
7. Bocchialini K., Koutchmy S., 1995, Chromospheric oscillations from simultaneous sequences of He I 1083 and Ca II K 8500 spectroscopic measurements, *Rapport ESA SP-376*, p. 499.
6. Bocchialini K., Baudin F., Koutchmy S., 1995, Wave properties of the chromosphere in He I 1083 and Ca II K lines, *proceedings of the 15th NSO/SO Summer Workshop*, p. 423, Eds. J.R. Kuhn and M.J. Penn.
5. Bocchialini K., Koutchmy S., Vial J.-C., Zirker J.B., 1994, *Analysis of chromospheric proxies of coronal bright points*, *Publi. of the Astron. Soc. of Pacific*, 68, 389, Eds K. S. Balasubramaniam & G. W. Simon.
4. Bocchialini K., Vial J.-C., Koutchmy S., 1994, *Wave properties in the upper chromosphere and at the base of the corona*, *IAU Colloquium 144*, p. 123, Eds. V. Rusin, P. Heinzel, J.-C. Vial.
3. Bocchialini K., Koutchmy S., Vial J.-C., Zirker J.B., 1994, *Analysis of the chromospheric proxies of Coronal Bright Points - Preliminary Results-*, *Pubblicazioni dell'Osservatorio Astrofisico di Catania*, p. 173, Eds. G. Belvedere, M. Rodono', B. Schmieder, G.M. Simnett.
2. Bocchialini K., Gouttebroze P., Vial J.-C., 1994, *Observed chromospheric profiles compared with theoretical ones*, *Pubblicazioni dell'Osservatorio Astrofisico di Catania*, p. 49, Eds. G. Belvedere, M. Rodono', B. Schmieder, G.M. Simnett.
1. Bocchialini K., Vial J.-C., 1992, *Quiet and active solar structures as observed at the bottom of the transition region*, *Rapport ESA SP-348*, p.197.

Poster PNST (Programme National Soleil-Terre) :

Koutchmy S., Adjabshirizadeh A., Baudin F., Bocchialini K., Delaboudinière J.-P., Golub L., Lamy P., Mouette J., 2001, Colloque PNST, « Phénomènes dynamiques observés à l'éclipse totale du 11 Août 1999 ». (Article de 14 pages)

Rapport :

Bocchialini K., 1994, Thèse "Chromosphère Solaire Calme : Etude statistique de profils d'émission, modèles d'atmosphère et propriétés dynamiques", Paris XI.

Livre (édition) :

Lecture Notes in Physics (LNP 507), "Space Solar Physics", 1997, Proceedings of the Summer School held in Orsay in September 1997, Vial, Bocchialini, Boumier Eds. (Springer).

Vulgarisation :

Bocchialini K., Baudin F., 1999, Orsay-Info en Avril 99 (n°55) « Des profondeurs solaires à la banlieue terrestre ».