

---

## Sommaire

---

<b>1.1 Le Soleil et son atmosphère</b> . . . . .	<b>3</b>
1.1.1 Vue générale . . . . .	3
1.1.2 La couronne . . . . .	6
1.1.3 Le problème du chauffage coronal . . . . .	10
<b>1.2 Détermination des propriétés physiques coronales</b> . . . . .	<b>12</b>
<b>1.3 Motivations</b> . . . . .	<b>14</b>
<b>Bibliographie</b> . . . . .	<b>16</b>

---

Dans la lointaine banlieue de notre galaxie, naissait il y a 4.6 milliards d'années notre étoile, à la suite d'un effondrement d'un nuage interstellaire. Étoile autour de laquelle allaient ensuite naître des planètes, et sur l'une d'entre elles, la vie et la conscience. De cette conscience naîtra ensuite une certaine curiosité à l'égard de notre Soleil, qui devint alors source de mythes, pour enfin devenir source de science. Actuellement, même si notre savoir scientifique a très fortement évolué au cours du siècle dernier, de nombreuses interrogations quant au fonctionnement du Soleil subsistent, notamment le problème du chauffage coronal, le cycle d'activité solaire, l'accélération du vent solaire, etc... Analyser les observations puis les confronter aux différents modèles physiques fait partie intégrante du processus d'analyse et de compréhension de son fonctionnement. Ce travail de thèse s'inscrit dans cette démarche en s'attachant à l'étude de la structure de la couronne solaire (i.e. la partie supérieure de l'atmosphère solaire) et en particulier aux outils développés pour y parvenir.

Déterminer les paramètres physiques du plasma coronal, comme la distribution de température, densité ou encore l'abondance de chacun des éléments présents dans la couronne, est un enjeu crucial dans la compréhension des phénomènes solaires. Cependant, il n'existe aucune mesure directe de ces paramètres : ils doivent être déduits à partir de l'analyse du rayonnement observé, en combinant l'information provenant de mesures multi-longueurs d'onde. Le problème de l'intégration le long de la ligne de visée, une difficulté souvent rencontrée en astrophysique, complique la distinction des différentes structures présentes entre l'observateur et la source, limitant également

l'interprétation des résultats.

Un des outils de diagnostic développés pour l'étude du plasma coronal se base sur le formalisme de la Mesure Différentielle d'Emission (ou Differential Emission Measure -DEM- en anglais). Il fournit des informations concernant la structure thermique du plasma présent le long de la ligne de visée, mais sans fournir d'information relative à la position spatiale. On peut ainsi obtenir la répartition du plasma observé dans l'espace des températures et/ou des densités. Ce formalisme est aujourd'hui largement utilisé pour l'analyse de l'atmosphère solaire, malgré les difficultés inhérentes à son interprétation. Quelles sont les limitations, l'interprétation à donner à cette méthode d'analyse de données ? Quelles informations peut-on en déduire ? Voici quelques unes des questions auxquelles on tentera de répondre au cours de cet exposé, en mettant particulièrement l'accent sur la caractérisation de l'outil DEM.

L'ambiguïté générée par l'intégration le long de la ligne de visée peut être levée d'une manière différente, en utilisant des méthodes tomographiques. D'une manière générale, ce type de méthode permet de reconstruire la structure d'un objet à partir d'une série de mesures réalisées dans des plans différents. Dans le cas de la tomographie solaire, on peut utiliser plusieurs instruments, ou mettre à profit la rotation naturelle du Soleil. Ainsi, il est possible d'obtenir des cartes tridimensionnelles de l'émission coronale, fournissant la répartition spatiale du plasma. De cette manière, on arrive à s'affranchir de l'intégration le long de la ligne de visée et à visualiser les différentes structures coronales.

En combinant alors la tomographie, capable de fournir des informations relatives à la géométrie de la couronne, à la DEM, qui fournit des informations physiques, on peut alors obtenir un diagnostic tridimensionnel en température et en densité de la structure de la couronne. Le comportement et les propriétés du plasma coronal sont en grande partie liés à ces grandeurs ; c'est pourquoi leur détermination est importante et permet par exemple de contraindre les modèles théoriques de physique coronale. Les méthodes tomographiques sont particulièrement bien adaptées aux structures dont l'évolution est lente, comme les plumes polaires ou les trous coronaux. Ainsi, quelques reconstructions seront présentées en mettant l'accent sur l'étude de la structure des plumes polaires.

Avant toute chose, il faut d'abord comprendre comment est structurée notre étoile, et quels sont les enjeux majeurs de la physique solaire aujourd'hui, afin de replacer ce travail dans son contexte. Une description de la structure de l'atmosphère solaire et en particulier de sa couronne est d'abord proposée section 1.1, puis la problématique du chauffage coronal et les enjeux apportés par l'étude de la structure thermique et géométrique de la couronne seront ensuite présentés section 1.1.3. On terminera par un exposé des objectifs de ce travail (Section 1.3), mené pendant 3 ans à l'Institut d'Astrophysique Spatiale, sous la direction de Frédéric Auchère et Karine Bocchialini.

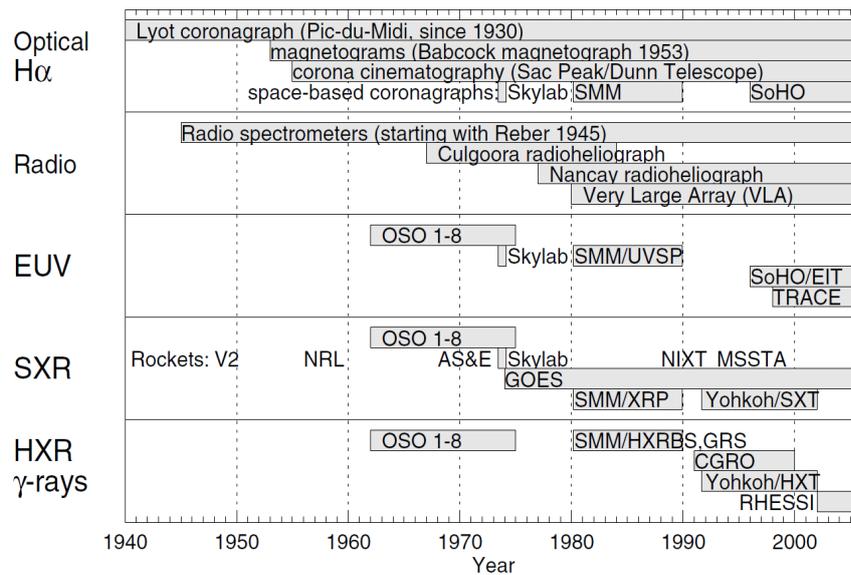
## Le Soleil et son atmosphère

### 1.1.1 Vue générale

Par sa proximité avec la Terre ( $1 \text{ U.A.} = 1.5 \times 10^{11} \text{ m}$ ), le Soleil joue un rôle primordial dans notre existence, puisqu'il apporte une partie de l'énergie nécessaire à la vie (de l'ordre de  $1400 \text{ W.m}^{-2}$ ). Le Soleil est une étoile ordinaire, une naine jaune de type G2-V, située dans la séquence principale du diagramme d'Hertzsprung-Russel. Sa masse avoisine  $M_{\odot} = 2 \times 10^{30} \text{ kg}$  et il présente un rayon de  $R_{\odot} = 6.96 \times 10^8 \text{ m}$ . Le Soleil est une sphère de gaz ionisé, i.e. un plasma, constitué majoritairement d'Hydrogène ( $\sim 90\%$ ) et d'Hélium ( $\lesssim 10\%$ ) et d'éléments plus lourds, uniquement sous forme de traces. Comme toutes les étoiles, il est maintenu en équilibre par les forces de pression engendrées par les réactions nucléaires, qui compensent l'effondrement gravitationnel. Bien que le Soleil soit une étoile tout à fait banale, il constitue en réalité un formidable laboratoire de physique ; son étude permet de progresser dans la compréhension du fonctionnement stellaire, mais aussi les relations étoiles-planètes.

La surface du Soleil à  $1R_{\odot}$  sépare les régions internes de l'atmosphère, dont les caractéristiques sont très différentes. Le Soleil interne se compose de trois zones distinctes, au sein desquelles le transport de l'énergie se fait de manière différente. Dans le noyau, siège des réactions de fusion nucléaire, une partie de l'énergie est libérée sous forme de photons qui se propagent ensuite dans les couches supérieures du Soleil interne. Dans la zone radiative, où la température et la densité ne sont plus suffisamment élevées pour générer les réactions de fusion, les photons sont absorbés puis ré-émis un grand nombre de fois par les composants du plasma interne. Puis, une fois dans la zone convective ( $\sim 0.7R_{\odot}$ ), le transport d'énergie se fait par convection au cours de laquelle la matière chaude monte vers la surface, où une fois suffisamment refroidie, elle redescend. La convection est à l'origine de la structure granulaire observable en lumière blanche sur la photosphère ; avec une taille caractéristique de l'ordre de  $1000 \text{ km}$ , la granulation est constituée de cellules ascendantes de plasma chaud, entouré de plasma plus froid. Le libre parcours moyen des photons étant inférieur au  $\text{cm}$  dans les couches internes du Soleil, il faut environ 1 million d'années pour qu'un photon émis dans le noyau émerge à la surface (à comparer avec  $\sim 2 \text{ s}$  dans le cas d'un plasma optiquement mince, i.e. sans absorption). Du fait de l'opacité de ces régions, il n'est pas possible de les analyser grâce au rayonnement. On utilise alors des méthodes d'héliosismologie qui, combinées aux modèles hydrodynamiques, permettent d'obtenir des informations relatives à la structure interne.

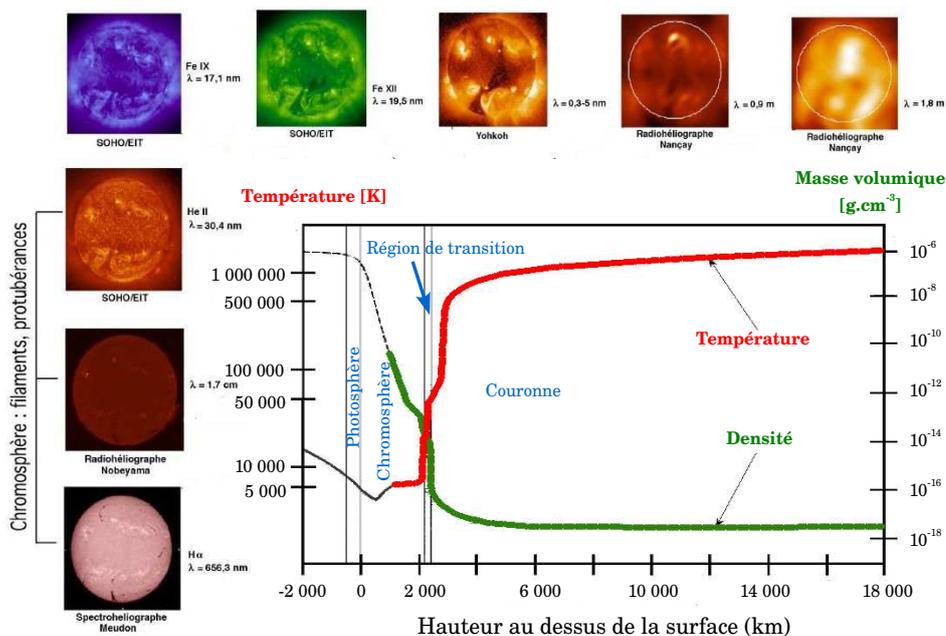
On définit la surface du Soleil comme la zone pour laquelle le plasma devient brusquement optiquement mince : au delà, les photons s'échappent alors dans l'atmosphère solaire, avec des énergies correspondant principalement au rayonnement visible. Depuis une cinquantaine d'années, les différentes campagnes d'observations en visible, UV et X ont largement contribué à améliorer notre compréhension de l'atmosphère solaire. Ces observations vinrent alors confirmer la présence de plasma à très haute



**FIGURE 1.1:** Principales missions et instruments dédiés à l'étude du Soleil, dans l'ordre chronologique, et classés en fonction des gammes de longueur d'onde étudiées. D'après [Aschwanden \(2005\)](#).

température, de l'ordre de 1 – 10 MK, dans la couronne solaire, idée établie pour la première fois par [Edlén \(1943\)](#) après avoir observé la présence de raies d'émission provenant d'atomes fortement ionisés. L'atmosphère solaire est structurée en quatre régions aux propriétés physiques différentes : la photosphère, épaisse de seulement 400 km, marque la frontière entre l'intérieur et l'atmosphère solaire, puis la chromosphère, la région de transition, et enfin la couronne. L'atmosphère terrestre absorbant en grande partie le rayonnement X et UV, des instruments spatiaux ont donc été développés pour s'en affranchir, les principales missions correspondantes sont présentées figure 1.1. Les plus récentes, non mentionnées sur la Figure 1.1, sont les sondes jumelles *Solar TERrestrial RELations Observatory (STEREO)* ([Kaiser 2005](#)), ainsi que les satellites *Solar dynamics Observatory* ([Pesnell et al. 2012](#)) et *Hinode* ([Kosugi et al. 2007](#)), avec à leur bord différents instruments, dont magnétographes, spectromètres, coronographes, imageurs visible, UV et X. Pour une revue des observations spatiales, le lecteur pourra consulter [Aschwanden \(2005\)](#).

La Figure 1.3 montre plusieurs images simultanées prises par l'instrument Atmospheric Imaging Assembly (AIA ; [Lemen et al. 2012](#)), révélant la structure des différentes couches de l'atmosphère. Un magnétogramme, obtenu simultanément par l'instrument Helioseismic and Magnetic Imager (HMI ; [Schou et al. 2012](#)), est également présenté figure 1.3 (e), fournissant une mesure du champ magnétique photosphérique. Les zones noires indiquent un champ magnétique dont la direction est opposée à celle de la ligne de visée (vers l'observateur) alors que les zones claires indiquent une direction positive. On peut ainsi clairement observer la corrélation qui existe entre activité magnétique et les structures présentes dans les différentes couches de l'atmosphère solaire. Les zones présentant une forte concentration de lignes de

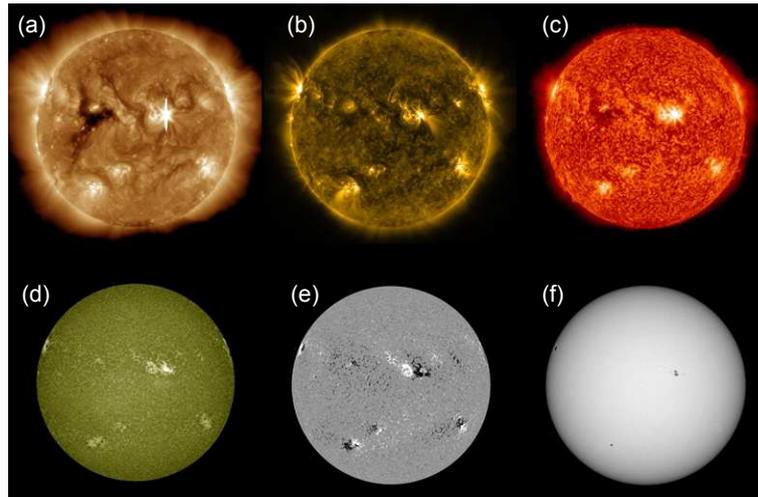


**FIGURE 1.2:** Structure de l'atmosphère solaire, en fonction de l'altitude au-dessus de sa surface. On constate que les gradients de température et de densité sont extrêmement élevés dans la région de transition, pour finalement atteindre des températures de l'ordre du million de degrés dans la couronne.

champs, sont aussi les plus lumineuses et les plus actives et les plus chaudes sur les images de la couronne.

Dans le soleil interne, la température diminue continuellement entre le noyau ( $\sim 15$  MK), source d'énergie, et la surface ( $\sim 5800$  K), en accord avec la première loi de la thermodynamique. En revanche, le constat est différent dans l'atmosphère solaire. La figure 1.2 montre l'évolution de la température et de la densité dans chacune des couches qui constituent l'atmosphère solaire. Dans la chromosphère, la température atteint un minimum  $\sim 4400$  K, puis augmente progressivement, jusqu'à atteindre des températures de l'ordre de  $20\,000$  K à une altitude d'environ  $2000$  km au-dessus de la surface solaire, tandis que la densité diminue (de  $10^{-4}$  à  $10^{-8}$  fois plus faible que dans la photosphère). La chromosphère et la couronne solaire (cf Section 1.1.2) sont séparées par une région très fine, appelée la région de transition, dans laquelle les gradients de température et de densité sont très élevés. Les températures dans la couronne solaire atteignent ensuite des valeurs de l'ordre du million de degrés, voire au-delà : le premier principe de la thermodynamique n'est dans ce cas plus respecté. Un mécanisme physique additionnel d'apport d'énergie, d'origine non radiatif, est donc nécessaire pour expliquer ce phénomène. C'est ce dont nous parlerons dans la Section 1.1.3. Il est à noter que les altitudes exactes de chacune des zones atmosphériques dépendent en fait de l'activité solaire ; en outre, la courbe présentée figure 1.2 est obtenue dans le cadre d'un modèle 1D hydrostatique, donc simplifié.

Le champ magnétique est le sculpteur de toutes les structures observées dans l'atmosphère solaire, en témoigne la figure 1.3 où le couplage intensité/champ magnétique photosphérique est illustré. Le cycle magnétique du Soleil, au cours duquel a

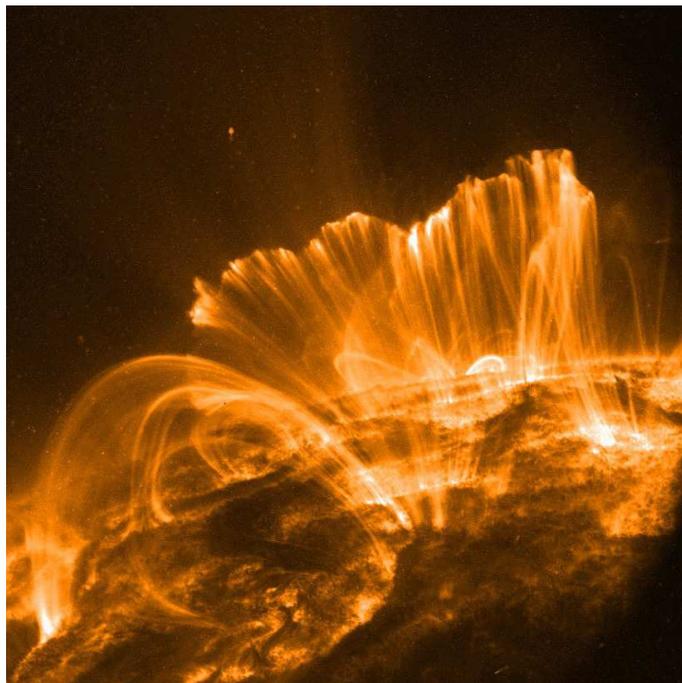


**FIGURE 1.3:** Images et magnétogramme simultanés pris par le satellite *Solar Dynamics Observatory*, avec les instruments AIA et HMI. (a) : AIA/193Å- Couronne ; (b) : AIA/171Å- Haute région de transition/basse couronne ; (c) : AIA/304Å- chromosphère/région de transition ; (d) : AIA/1600Å- photosphère/région de transition ; (e) : HMI - magnétogramme photosphérique ; (f) : AIA/4500Å- Photosphère.

lieu l’alternance entre maxima et minima d’activité, a une durée de 11 ans, au cours de laquelle la polarité du champ s’inverse ; le cycle total, ou cycle de Hale, au cours duquel le champ magnétique recouvrera sa configuration initiale, dure 22 ans. Au cours de ce cycle, la topologie du champ magnétique se complexifie, et l’intensité du champ magnétique varie, donnant naissance à des phénomènes particulièrement énergétiques lors du pic d’activité (Phillips et al. 2012). Des régions actives émergent, dans lesquelles des boucles coronales, formées par les lignes de champs fermées et contenant de la matière très chaude, naissent. Elles sont également à l’origine d’importantes éruptions, donnant parfois naissance à des éjections de masse coronales. Le nombre de taches solaires, observables en lumière visible sur la photosphère, augmente jusqu’à  $\sim 150 - 200$  ; d’une température d’environ 4000 K inférieure à leur environnement, elles sont caractéristiques d’une intense activité magnétique de l’ordre de 4000 Gauss, et sont souvent associées aux régions actives observées dans l’atmosphère. C’est le champ magnétique qui, en inhibant la convection, ralentit l’apport de chaleur provenant du centre du Soleil. En revanche, en période de soleil calme, le champ reprend une structure géométrique plus simple, de forme poloidale, et dans cette configuration il n’y a que peu ou pas de taches.

### 1.1.2 La couronne

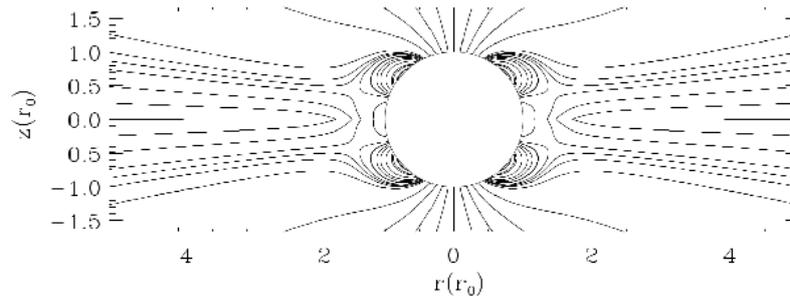
Constituée d’un plasma chaud, peu dense et presque totalement ionisé, la couronne présente une dynamique intrinsèquement liée au champ magnétique. Le rapport de la pression cinétique, liée à l’agitation thermique, sur la pression magnétique oscillant autour de  $\beta \sim 1 - 10\%$  (Aschwanden 2005), les déplacements de matière au sein de la couronne sont intimement reliés à la topologie et à l’intensité du champ magnétique



**FIGURE 1.4:** Boucles coronales observées par le télescope TRACE en 1999, dans la bande spectrale EUV 171Å, typique de températures de l'ordre de 1 MK.

coronal. C'est précisément à des observations de cette région de l'atmosphère que nous allons nous intéresser dans la suite de ce travail. Dans la couronne, une grande variété de structures différentes se côtoient : régions actives, localisées autour des régions à fort champ magnétique, trous coronaux, "streamers", des zones calmes, points brillants, plumes, protubérances, etc... La température y dépasse souvent le million de degrés, particulièrement dans les régions actives où elle est de l'ordre de 4-5 MK. Des phénomènes éruptifs parfois impulsifs et énergétiques y sont aussi observés, comme les flares par exemple, dans lesquels la température peut parfois dépasser les 20 MK. Comprendre l'origine de telles températures constitue aujourd'hui l'un des enjeux majeurs de la physique coronale.

La structure du champ magnétique de la couronne solaire peut être grossièrement séparée en deux zones aux propriétés différentes : les régions où les lignes de champ magnétique sont ouvertes et celles où au contraire, les lignes sont fermées. Les régions aux lignes de champ ouvertes sont principalement situées dans les régions polaires (voir figure 1.5), zones qui s'étendent parfois jusqu'à l'équateur, et connectent la photosphère solaire au milieu interplanétaire. Ce type de configuration magnétique permet un transport efficace du plasma chromosphérique vers le milieu interplanétaire : c'est ce qu'on appelle le vent solaire rapide, avec une vitesse de l'ordre de  $800 \text{ km.s}^{-1}$  (Krieger et al. 1973). On observe alors la formation de trous coronaux (voir Cranmer 2009, pour une revue de leurs propriétés physiques), zones pour lesquelles la température et la densité sont plus faibles, puisque la majorité du plasma s'échappe *via* les lignes de champ ouvertes. Ils apparaissent alors comme des zones plus sombres sur les observations UV ou X de la couronne desquelles s'échappent des structures



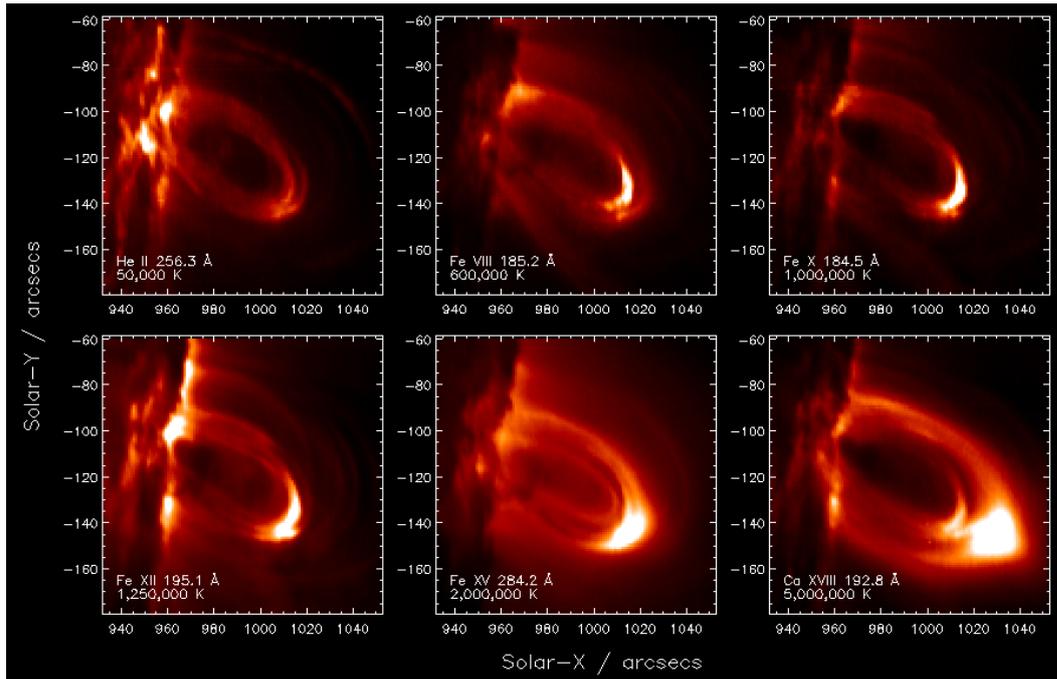
**FIGURE 1.5:** Schéma des lignes de champ coronales, d'après le modèle multipolaire semi-empirique de [Banaszkiewicz et al. \(1998\)](#).

fines et brillantes qui s'étendent depuis la chromosphère jusqu'à la haute couronne : c'est ce qu'on appelle les plumes polaires (voir [Wilhelm et al. 2011](#), pour une revue de leurs propriétés).

Dans les régions aux lignes de champ fermées, le champ magnétique émerge en un point de l'astre et rejoint la surface en un autre, formant ainsi une boucle, jusqu'à des altitudes de l'ordre de  $1.2-1.3 R_{\odot}$  ([Bray et al. 1991](#)). Ces zones sont concentrées autour de l'équateur, à des latitudes en général inférieures à  $45^{\circ}$  (voir figure 1.5). Pour des altitudes plus importantes au-dessus de ces zones, les lignes de champ sont ouvertes et le plasma peut à nouveau s'échapper ; c'est ce qu'on appelle le vent solaire lent, avec une vitesse deux fois moins élevée que celui issu de trous coronaux, de l'ordre de  $400 \text{ km.s}^{-1}$  ([Aschwanden 2005](#)). Si l'origine géographique des deux types de vents solaires est à peu près bien comprise, les mécanismes physiques à l'origine de l'accélération des particules demeurent encore mal compris.

Les boucles coronales, présentes dans ces zones de champ magnétique fermé, sont d'extraordinaires laboratoires nous permettant de comprendre comment se déroule le transfert d'énergie depuis la photosphère jusqu'à la couronne, et sont souvent considérées comme des composantes de bases de la couronne. Dans les boucles, le plasma est confiné à l'intérieur de tubes flux magnétique d'intensité de l'ordre de  $0.1-10$  Gauss, ancrés au sein même de la photosphère. Observables dans les X et dans l'extrême Ultraviolet, comme illustré par exemple sur la Figure 1.4 par le télescope Transition Region And Coronal Explorer (TRACE ; [Handy et al. 1999](#)), les boucles présentent une structure en forme d'arches et existent à toutes les échelles : les points brillants, par exemple sont modélisés comme de "petites" boucles ( $\sim 1$  MK), non résolues spatialement par les instruments, alors que les plus grandes, au sein de régions actives peuvent atteindre des longueurs d'environ 4 ordres de grandeur supérieurs ([Reale 2010](#)) (cf. première colonne de la Table 1.1).

Les boucles coronales sont localisées principalement dans les régions actives, associées aux taches solaires, mais peuvent aussi exister dans les régions plus calmes. D'après [Aschwanden \(2001\)](#), les régions actives produiraient un peu plus de 80% de l'énergie requise pour chauffer la couronne en période de soleil actif. Certaines boucles (les *flaring loops*) peuvent être accompagnées d'une libération soudaine d'énergie, ap-



**FIGURE 1.6:** Observations simultanées de boucles coronales par le spectromètre EIS, le 17 décembre 2006<sup>1</sup>. Chaque image représente la même région dans une raie d'émission différente. Dans les raies les plus chaudes, on peut clairement voir un embrillancement au sommet de la boucle, caractéristique d'un flare.

pelée *flare* et associée à une augmentation de l'émission dans un large intervalle du spectre électromagnétique. La majorité des flares sont observés dans les régions actives et sont parfois suivis par une éjection coronale de masse. Pour une description détaillée de ce type de boucles d'intérêt majeur pour la compréhension des phénomènes de transfert d'énergie, le lecteur pourra se référer au chapitre 4 de [Bray et al. \(1991\)](#). La figure 1.6 montre des observations simultanées d'un système de boucles coronales acquises par le spectromètre *Hinode/EIS* : on peut particulièrement bien observer l'embrillancement associé à une forte émission X dans les deux raies les plus chaudes.

Les boucles coronales sont remplies d'un plasma complètement ionisé provenant initialement de la chromosphère. L'énergie thermique est transportée principalement le long des lignes de champ. Isolées thermiquement de leur environnement par le champ magnétique, les boucles peuvent présenter différentes températures, de  $\approx 10^5$  K (boucles froides) à quelques  $10^6$  K (boucles chaudes), et même jusqu'à plus de  $10^7$  K pour les flaring loops. La densité peut quant à elle varier entre  $10^8$  et  $10^{10}$   $\text{cm}^{-3}$  (cf. troisième colonne de la Table 1.1), Hormis leurs températures différentes, les propriétés physiques de ces deux classes semblent être identiques. Seules leurs propriétés morphologiques semblent différentes : les boucles chaudes peuvent atteindre des dimensions plus élevées (jusqu'à plus de 200 Mm), et leur temps de vie apparaît en moyenne plus long. Les boucles froides peuvent au maximum persister une quinzaine d'heure, tandis que le temps de vie des boucles chaudes peut aller jusqu'à quelques jours ([Bray](#)

1. Source : [http://solar.bnsc.rl.ac.uk/ralsophys/gallery\\_flaring\\_loop.html](http://solar.bnsc.rl.ac.uk/ralsophys/gallery_flaring_loop.html).

Type	Longueur [10 Mm]	Température [MK]	Densité [ $10^{15} \text{ m}^{-3}$ ]	Pression $10^9 \text{ Pa}$
Points brillants	0.1-1	2	5	3
Régions actives	1-10	3	1-10	1-10
Arches géantes	10-100	1-2	0.1-1	0.1
Flaring loops	1-10	> 10	> 50	> 100

TABLE 1.1: Paramètres typiques des boucles coronales - D'après (Reale 2010)

et al. 1991).

On sait aujourd'hui que les boucles coronales possèdent une structure fine, non résolue par les instruments actuels. Les boucles sont alors modélisées comme une collection de brins, appelés *strands* et considérés comme les composant élémentaires de la boucle. Cette structure fine, suggérée depuis longtemps dans la littérature, a été mise en évidence pour la première fois par Di Matteo et al. (1999) par le calcul du facteur de remplissage (rapport du volume de plasma sur le volume de la boucle totale) de boucles observées par le Normal Incidence X-ray Telescope (NIXT ; Golub 1989), et évalué autour de 0.2-0.3. Cependant, l'analyse de cette structure fine est complexe ; d'après certains modèles de chauffage coronal, comme celui des nanoflares (Vekstein 2009), la section de chaque brin n'excéderait pas quelques kilomètres.

### 1.1.3 Le problème du chauffage coronal

Les observations en EUV et en X parlent d'elles-mêmes : la couronne solaire présente des températures élevées de l'ordre du million de degrés, bien plus élevées que celle de la surface solaire ( $\sim 5800 \text{ K}$ ). Plusieurs mécanismes physiques différents peuvent avoir lieu simultanément, et le véritable but est de comprendre dans quelle mesure et dans quelles situations spécifiques l'un est dominant et pourquoi. Par exemple, est-ce le même mécanisme de chauffage dans les boucles coronales ou dans les régions de soleil calme ? Un grand nombre de scénarios plausibles différents ont été proposés, chacun avec leurs propres forces et faiblesses. Il est cependant très difficile de les discriminer, car les modèles ont souvent des difficultés à prédire des quantités qui peuvent être observables.

La première difficulté réside dans la compréhension des mécanismes de transport de l'énergie. Comment l'énergie, transportée depuis le cœur solaire jusqu'à la photosphère est ensuite transportée dans la couronne ? Pour expliquer ce transport de l'énergie, on doit faire appel à d'autres processus physiques non thermiques, qui compensent au moins les pertes radiatives et par conduction, estimés à environ  $10^4 \text{ W.m}^2$  dans les régions actives, et à environ  $800 \text{ W.m}^2$  dans le soleil calme (Withbroe & Noyes 1977). L'énergie produite au cœur du Soleil est ensuite transportée puis libérée dans l'atmosphère par les mouvements de convection dans et sous la photosphère. Contrairement à la couronne, dans la couche convective du Soleil interne, le champ magnétique est contrôlé par les flux de matière ( $\beta$  est très grand dans ce cas). Sous l'effet

de la convection, les lignes de champ magnétique sont cisailées et soumises à de forts mouvements de torsion, accumulant ensuite l'énergie magnétique (Klimchuk 2006).

Comment cette énergie est ensuite transportée dans la couronne ? Les ondes acoustiques engendrées par les mouvements de convection dans le soleil interne ont d'abord été considérées comme de bonnes candidates jusque la fin des années 70 (Provost & Mein 1979). Cependant, les forts gradients de température et de densité présents dans la zone de transition atténuent trop fortement ces ondes, qui finalement ne déposent pas suffisamment d'énergie dans la couronne (Athay & White 1979; Kuperus et al. 1981). En revanche, les ondes magnétohydrodynamiques (MHD), et en particulier les ondes d'Alfvén se propageant dans la direction du champ magnétique, sont considérées comme des candidates sérieuses. Ce type de scénario, appelé chauffage "AC", pour Alternative Current, n'est possible que dans le cas où le temps caractéristique des mouvements de convection de la photosphère  $t_{phot}$  est inférieur à celui des ondes d'Alfvén  $t_a$ . Si la présence d'ondes au sein de la couronne ne fait aucun doute (Thompson et al. 1999), la question est plutôt de savoir si ces ondes sont capables d'apporter suffisamment d'énergie au sein de la couronne. En étudiant les ondes d'Alfvén dans les boucles coronales, Hollweg (1985) a démontré que suffisamment de flux est transporté dans la couronne, dans la limite des boucles à grandes échelles. L'échange d'énergie entre les différents types d'ondes générées en surface est aussi un scénario envisagé (Bogdan et al. 2003).

Dans le cas contraire, lorsque  $t_{phot} \gg t_a$ , les mouvements des lignes de champ sont suffisamment lents pour former des couches de courant, qui lors de leur dissipation pourraient produire un chauffage. Dans cette classe de scénarios, appelés cette fois-ci DC, pour Direct Current, plusieurs mécanismes sont envisagés pour expliquer la formation de fines couches de courant (Syrovatskij 1971; Parker 1972; van Ballegoijen 1985), tous basés sur la perturbation lente et continue de la topologie magnétique photosphérique.

D'autres scénarios de chauffage sont également envisagés, reposant sur des mécanismes différents, comme l'idée de Scudder (1992). Dans ce scénario, la couronne est considérée comme résultant d'une distribution non thermique (i.e. non-Maxwellienne) des particules provenant de la chromosphère et la région de transition. Il exploite ainsi l'énergie contenue dans les particules supra-thermiques pour expliquer le chauffage coronal. Pour une revue détaillée des différents types de mécanismes, le lecteur est invité à consulter Zirker (1993); Walsh & Ireland (2003); Klimchuk (2006) ou encore Erdélyi & Ballai (2007).

Le deuxième problème réside ensuite dans les mécanismes de conversion d'énergie. Comment cette énergie, stockée dans les ondes (mécanismes AC) ou sous forme de couche de courant (mécanismes DC) est-elle ensuite dissipée dans la couronne ? Dans le cas des mécanismes AC, plusieurs processus sont invoqués ; l'absorption résonante (Ionson 1978) ou le mélange de phases (Heyvaerts & Priest 1983) sont par exemple basés sur les interactions ondes/ondes ou ondes/particules, tandis que la dissipation des ondes cyclotron-ioniques invoque des événements de reconnexion magnétique à très pe-

tites échelles (McKenzie & Mullan 1997). Concernant les mécanismes DC, le phénomène de reconnexion magnétique est là aussi souvent invoqué (Parker 1972), couplé à de la dissipation du fait de la résistivité dans les couches de courant.

Une fois l'énergie dissipée dans la couronne, le plasma produit une réponse à ce phénomène de chauffage sous forme de rayonnement électromagnétique, directement mesurable. L'analyse du rayonnement coronal est actuellement le seul moyen d'obtenir des mesures des paramètres physiques coronaux, fournissant ainsi des contraintes aux différents modèles de chauffage. Il est donc fondamental de comprendre et d'étudier la réponse du plasma coronal, afin d'y détecter les éventuelles signatures radiatives propres à chaque scénario. Ceci exige à la fois un important travail de modélisation et de simulations théoriques pour chacun des scénarios afin d'extraire des quantités observables, et des efforts de traitement et d'analyse de données.

---

## 1.2

### Détermination des propriétés physiques coronales

Pour comprendre les processus physiques qui se manifestent au sein de la couronne solaire, il est nécessaire de mesurer les propriétés du plasma coronal. L'évolution de notre compréhension dépend largement de la détermination empirique ou semi-empirique des paramètres fondamentaux du plasma, tels que le champ magnétique, la densité et la température. Cependant, comme il n'existe pas de mesures directes de ces quantités, et il faut souvent interpréter physiquement les données à l'aide de modèles pour en extraire ces paramètres d'intérêt. L'intégration le long de la ligne de visée complique davantage l'analyse des observations : la présence de structures aux propriétés physiques différentes limite les diagnostics en empêchant de déterminer leur distribution spatiale. Pour le champ magnétique, on ne dispose que de très peu de mesures au sein de la couronne ; les méthodes de sismologie coronale ou encore des mesures indirectes en utilisant l'effet Hanle permettent d'estimer une valeur moyenne du champ magnétique coronal (Mackay & Yeates 2012). Dans ce travail, on ne s'intéressera qu'à la détermination des paramètres associés au plasma, à savoir la température et la densité.

L'étude de la structure thermique, i.e. de la distribution de température et/ou densité, permet de caractériser physiquement le plasma coronal. La détermination de ces quantités permet de contraindre les modèles physiques de chauffage coronal ou de vent solaire. Par exemple l'analyse et l'étude de la structure thermique des boucles coronales est un outil puissant pour étudier et caractériser les mécanismes de transport et de perte d'énergie (Bray et al. 1991; Phillips et al. 2012). Elle permet de déterminer les propriétés physiques du plasma confiné à l'intérieur de ces tubes de flux, et donc d'extraire des informations relatives aux propriétés des mécanismes de chauffage. En effet, connaître le rapport plasma chaud/plasma froid permet d'obtenir des informations concernant l'échelle temporelle des phénomènes de chauffage (quel

qu'en soit le mécanisme physique) et ainsi déterminer la nature impulsive (i.e. chauffage discontinu) ou continue du chauffage (Reale 2010). Une plus grande quantité de matière froide indique un temps plus long entre deux événements de chauffage, la plasma contenu dans la boucle ayant le temps de se refroidir en partie (voir chapitre 4). C'est à ce type de diagnostic qu'on s'intéressera dans le chapitre 4. Les analyses proposées reportent des observations cohérentes avec les deux types de chauffage (i.e. impulsif vs. continu) (e.g. Schmelz & Pathak 2012; Warren et al. 2012), sans que l'un d'entre eux apparaisse majoritaire. Est-ce un artefact lié à la nature de l'analyse elle-même? Si oui, comment améliorer les mesures? Si non, les deux types de chauffage co-existent-ils réellement?

Pour étudier la structure thermique du plasma coronal, le formalisme de la mesure d'émission différentielle (DEM; Differential Emission measure) est un diagnostic largement utilisé. Initialement introduit par Pottasch (1963, 1964) pour mesurer l'abondance des éléments présents dans la couronne, la DEM est aujourd'hui utilisée pour l'étude de la plupart des structures présentes dans la couronne, mais aussi pour l'analyse des atmosphères stellaires (Sanz-Forcada et al. 2003). La DEM fournit des informations sur la quantité de matière émettrice le long de la ligne de visée, en fonction de la température : elle permet de quantifier dans quel intervalle de température émet le matériau qui se trouve entre l'observateur et la source. Par contre, elle ne fournit pas d'information spatiale, i.e l'altitude à laquelle se trouve la structure étudiée : on obtient alors la distribution de matière dans l'espace des températures et/ou densités.

Cependant, estimer cette distribution n'est pas simple : comme on le verra plus en détail dans le chapitre 2, déterminer la DEM requiert un processus d'inversion. Aucune mesure directe n'est disponible ; l'information est contenue dans les images (ou les spectres) multi-longueurs d'ondes obtenus par les instruments. Il faut donc interpréter, séparer les différentes composantes thermiques contenues dans les observations pour ensuite déduire correctement la structure thermique. A cause de la nature inverse du problème, il est très difficile d'assurer l'unicité de la solution et la présence de bruits et d'incertitudes compliquent la tâche, produisant l'instabilité des solutions. Les observations seules ne permettent pas de contraindre suffisamment la solution, et l'on est alors forcé d'ajouter ce qu'on appelle un *a priori*, dans l'objectif de limiter les classes de solutions possibles. A cela s'ajoute le problème de l'intégration le long de la ligne de visée, qui mélange donc le signal émis par toutes les structures présentes entre l'observateur et la source.

L'intégration le long de la ligne de visée est également problématique puisque la plupart des modèles physiques des phénomènes solaires requièrent la connaissance de la géométrie tridimensionnelle de l'objet. Par exemple, la distribution tridimensionnelle de la densité est nécessaire pour contraindre les modèles de vent solaire (Frazin 2000). En effet, la résolution des équations associées à la description cinétique des plasmas sont très complexes, et pratiquement insolubles dans le cas à trois dimensions ; c'est pourquoi la progression des modèles dépend largement des observations. La structure des plumes polaires, localisées au niveau des trous coronaires, est mal connue ; pourtant leur analyse est particulièrement intéressante pour la compréhension

de la composante rapide du vent solaire (Teriaca et al. 2003). Deux types de structures semblent co-exister : les "beam plumes", structures pseudo-cylindriques, émergeant radialement de la surface solaire pour s'étendre jusqu'à la haute couronne ( $30 R_{\odot}$ ), ou les structures en rideau "curtain plumes", dues à la présence de plusieurs structures de petites tailles et peu brillantes, qui intégrées le long de la ligne de visée deviennent alors visibles (Gabriel et al. 2009). Seule une analyse tridimensionnelle permet de distinguer ces deux types de plumes ; c'est d'ailleurs à ce type de structure qu'on s'intéressera dans le chapitre 5. L'analyse de la géométrie des boucles fournit d'importantes informations à propos de la topologie magnétique, très difficile à mesurer dans la couronne. Cependant, la distribution spatiale n'est pas toujours facile à déterminer, en particulier lorsque les boucles sont observées sur le centre du disque solaire, où les effets de projection peuvent être importants.

Une des techniques permettant de s'affranchir de l'intégration le long de la ligne de visée est la tomographie. En utilisant des séquences d'images prises depuis des points de vue différents, il est possible de reconstruire en trois dimensions un objet. Dans le cas de la couronne, on peut tirer parti de la rotation solaire pour obtenir une série de projections 2D de la couronne, et reconstruire l'émissivité en trois dimensions. Par contre, dans le cas de reconstructions statiques, i.e. en négligeant la dynamique, cela suppose qu'il n'y pas d'évolution temporelle d'une projection à l'autre ; or on sait que la couronne est un milieu très dynamique, ce qui complique les reconstructions, produisant des artefacts. L'utilisation de plusieurs points de vue instantanés, à l'aide de plusieurs instruments, est une meilleure configuration ; cependant, seuls trois points de vue différents sont disponibles à l'heure actuelle, en utilisant les sondes jumelles STEREO, et un des satellites situés au point de Lagrange L1.

Malgré les difficultés propres à chacune de ces deux techniques, on voit également qu'elles sont complémentaires ; en utilisant d'abord la tomographie pour reconstruire l'émissivité du plasma en trois dimensions, puis en appliquant le formalisme de la DEM à ces résultats, on peut finalement obtenir un diagnostic 3D des paramètres plasmas, i.e. température et densité. Ce type de reconstruction peut alors être comparé directement aux prédictions fournies par les différents modèles décrivant les processus physiques, ou utilisées comme condition initiales d'un code MHD par exemple (Mikić et al. 1999).

## 1.3

---

### Motivations

La détermination des propriétés physiques au sein de la couronne est donc un enjeu important pour la validation des modèles théoriques de physique coronale. Le formalisme de la DEM permet d'obtenir la structure thermique du plasma sans obtenir d'information spatiale. La tomographie solaire permet par contre de reconstruire en trois dimensions la couronne solaire, mais cette-fois-ci sans obtenir de mesures des

paramètres physiques d'intérêt comme la température et la densité. L'association des deux techniques permet finalement d'obtenir un diagnostic en trois dimensions de la température et de la densité.

L'analyse de données utilisant le formalisme DEM est l'une des seules méthodes disponibles pour déterminer la structure thermique du plasma coronal. Cependant, l'estimation de la DEM est un problème inverse, pour lequel on a besoin d'un modèle physique direct permettant de comprendre la formation des observations. La présence des incertitudes aléatoires et systématiques, dans les modèles et dans les données, limite fortement le processus d'inversion, en générant des solutions secondaires. En tenant compte des difficultés inhérentes aux problèmes inverses, on peut légitimement se poser la question de la précision et de la fiabilité de la technique. Le travail présenté dans cette thèse tente de fournir une réponse à cette question, en proposant une nouvelle technique de caractérisation de l'outil DEM, quantifiant la robustesse du processus d'inversion dans des cas spécifiques. L'influence des bruits instrumentaux et des incertitudes systématiques sur la qualité de l'inversion est étudiée, et la technique développée permet également de calculer toutes les solutions cohérentes avec un ensemble d'observations donné.

En d'autres termes, la première partie de ce travail se propose d'étalonner le processus d'inversion de DEM, dans des cas simples, afin de déterminer (avant l'application à des données réelles) le comportement et les limitations de l'inversion. Basée sur une approche probabiliste, cette technique est très utile pour déterminer les propriétés de l'inversion, et fournit une nouvelle méthode pour interpréter les solutions. Un des aboutissements utiles de cette technique est sa capacité à fournir des barres d'erreurs sur les DEM obtenues par inversion. Jusqu'à présent, les algorithmes d'inversions de DEM ne fournissaient qu'une estimation sommaire des incertitudes, rendant l'interprétation des résultats parfois difficile. La technique développée est d'abord appliquée à l'imageur *SDO/AIA*, dans le cas de modèles de DEMs génériques, capable de représenter un grand nombre de conditions physiques différentes, permettant ainsi de caractériser la qualité des inversions réalisées avec cet instrument. Puis, en utilisant un modèle de DEMs plus détaillé, correspondant aux DEMs typiquement observées dans les régions actives, on appliquera ensuite la technique au spectromètre EUV Imaging Spectrometer (EIS; [Culhane et al. 2007](#)) à bord du satellite *Hinode*. En particulier, on tentera d'évaluer dans quelles mesure l'utilisation de ce spectromètre permet d'obtenir des informations relatives à la fréquence des événements de chauffage, en mesurant les DEMs des boucles coronales.

La deuxième partie sera consacrée aux reconstructions tomographiques couplées au formalisme de la DEM. En utilisant une série de 28 jours de données couvrant la totalité de la rotation solaire, on peut reconstruire l'émissivité du plasma en trois dimensions pour chacune des bandes coronales de l'instrument AIA. En appliquant ensuite le formalisme de la DEM à ces reconstructions, on obtient ainsi des cartes tridimensionnelles en température et en densité. L'instrument AIA est le premier imageur EUV à présenter six bandes coronales; les imageurs précédents comme Extreme ultra violet Imaging Telescope (EIT; [Delaboudinière et al. 1995](#)) ou TRACE

n'en présentaient que trois. Puisqu'on a plus d'information, on peut ainsi mieux contraindre la DEM, et fournir des cartes de températures et densités plus précises que celles obtenues avec les précédents instruments. De plus, en utilisant les résultats de la caractérisation de l'inversion réalisées en amont pour l'instrument AIA, qui permettent par exemple d'identifier les solutions secondaires, on peut alors correctement interpréter les solutions.

Les reconstructions présentées dans le chapitre 5 ne sont cependant que des résultats préliminaires qui méritent encore quelques approfondissements ; malgré tout, ils permettent de mettre en évidence les capacités de ces outils, et de donner une idée globale de la structure thermique de la couronne. On utilisera pour cela l'algorithme de tomographie TomograPy (Barbey et al. 2011), basé sur l'algorithme de Siddon, pour calculer l'intégration le long de la ligne de visée. Dans ce chapitre, on s'intéressera en particulier à la reconstruction des plumes coronales, dont la durée de vie, estimée à quelques jours (Wilhelm et al. 2011) permet une reconstruction acceptable.

Dans le chapitre 2, les outils utilisés au cours de ce travail sont décrits. Pour cela, il nous faudra d'abord comprendre l'origine du rayonnement UV de la couronne ainsi que le formalisme associé à la DEM. Un bref état de l'art des techniques d'inversion de DEM actuelles est aussi proposé, ainsi qu'une discussion concernant les difficultés et les limitations inhérentes à cet outil. Le principe de la tomographie solaire est également présenté, ainsi que la géométrie de la formation des images. On discutera également les enjeux portés par ces méthodes. Les chapitres suivants sont consacrés aux résultats obtenus. Le chapitre 3 est consacré à la description de la technique développée, puis à l'application de cette technique à l'imageur UV SDO/AIA. On pourra ainsi quantifier dans quelle mesure cet imageur à six bandes coronales augmente la robustesse du problème, par rapport aux instruments précédents. La robustesse de l'inversion dans le cas de plasmas isothermes (i.e. n'émettant qu'à une seule température), ainsi que celui des cas multithermes (mais possédant une structure thermique simple) est étudiée, fournissant ainsi un étalonnage de l'inversion dans plusieurs cas simples. Après avoir étudié la reconstruction de DEM avec un imageur UV, le chapitre 4 sera dédié à l'application de la technique au spectromètre *Hinode*/EIS, dans le contexte précis de la mesure de la fréquence du chauffage coronal. Le chapitre 5 sera consacré aux reconstructions tridimensionnelles de la température et de la densité obtenue grâce à l'association du formalisme de la DEM à la tomographie.

---

## Bibliographie

Aschwanden, M. J. 2001, ApJ, 560, 1035

Aschwanden, M. J. 2005, Physics of the Solar Corona. An Introduction with Problems and Solutions (2nd edition)

- Athay, R. G. & White, O. R. 1979, *ApJ*, 229, 1147
- Banaszkiewicz, M., Axford, W. I., & McKenzie, J. F. 1998, *A&A*, 337, 940
- Barbey, N., Guennou, C., & Auchère, F. 2011, *Sol. Phys.*
- Bogdan, T. J., Carlsson, M., Hansteen, V. H., et al. 2003, *ApJ*, 599, 626
- Bray, R. J., Cram, L. E., Durrant, C., & Loughhead, R. E. 1991, *Plasma Loops in the Solar Corona*
- Cranmer, S. R. 2009, *Living Reviews in Solar Physics*, 6
- Culhane, J. L., Harra, L. K., James, A. M., et al. 2007, *Sol. Phys.*, 243, 19
- Delaboudinière, J.-P., Artzner, G. E., Brunaud, J., et al. 1995, *Sol. Phys.*, 162, 291
- Di Matteo, V., Reale, F., Peres, G., & Golub, L. 1999, *A&A*, 342, 563
- Edlén, B. 1943, *ZAp*, 22, 30
- Erdélyi, R. & Ballai, I. 2007, *Astronomische Nachrichten*, 328, 726
- Frazin, R. A. 2000, *ApJ*, 530, 1026
- Gabriel, A., Bely-Dubau, F., Tison, E., & Wilhelm, K. 2009, *ApJ*, 700, 551
- Golub, L. 1989, *A Normal Incidence X-ray Telescope (NIXT) sounding rocket payload*, Tech. rep.
- Handy, B. N., Acton, L. W., Kankelborg, C. C., et al. 1999, *Sol. Phys.*, 187, 229
- Heyvaerts, J. & Priest, E. R. 1983, *A&A*, 117, 220
- Hollweg, J. V. 1985, in *Advances in Space Plasma Physics*, ed. W. Grossmann, E. M. Campbell, & B. Buti, 77
- Ionson, J. A. 1978, *ApJ*, 226, 650
- Kaiser, M. L. 2005, *Advances in Space Research*, 36, 1483
- Klimchuk, J. A. 2006, *Sol. Phys.*, 234, 41
- Kosugi, T., Matsuzaki, K., Sakao, T., et al. 2007, *Sol. Phys.*, 243, 3
- Krieger, A. S., Timothy, A. F., & Roelof, E. C. 1973, *Sol. Phys.*, 29, 505
- Kuperus, M., Ionson, J. A., & Spicer, D. S. 1981, *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 19, 7
- Lemen, J. R., Title, A. M., Akin, D. J., et al. 2012, *Sol. Phys.*, 275, 17
- Mackay, D. & Yeates, A. 2012, *Living Reviews in Solar Physics*, 9

- McKenzie, D. E. & Mullan, D. J. 1997, *Sol. Phys.*, 176, 127
- Mikić, Z., Linker, J. A., Schnack, D. D., Lionello, R., & Tarditi, A. 1999, *Physics of Plasmas*, 6, 2217
- Parker, E. N. 1972, *ApJ*, 174, 499
- Pesnell, W. D., Thompson, B. J., & Chamberlin, P. C. 2012, *Sol. Phys.*, 275, 3
- Phillips, K. J. H., Feldman, U., & Landi, E. 2012, *Ultraviolet and X-ray Spectroscopy of the Solar Atmosphere*
- Pottasch, S. R. 1963, *ApJ*, 137, 945
- Pottasch, S. R. 1964, *Space Sci. Rev.*, 3, 816
- Provost, J. & Mein, N. 1979, *Sol. Phys.*, 64, 43
- Reale, F. 2010, *Living Reviews in Solar Physics*, 7, 5
- Sanz-Forcada, J., Maggio, A., & Micela, G. 2003, *A&A*, 408, 1087
- Schmelz, J. T. & Pathak, S. 2012, *ApJ*, 756, 126
- Schou, J., Scherrer, P. H., Bush, R. I., et al. 2012, *Sol. Phys.*, 275, 229
- Scudder, J. D. 1992, *ApJ*, 398, 299
- Syrovatskij, S. I. 1971, in *Generatsiya kosmich. luchej na Solntse*, 15–36
- Teriaca, L., Poletto, G., Romoli, M., & Biesecker, D. A. 2003, *ApJ*, 588, 566
- Thompson, B. J., Gurman, J. B., Neupert, W. M., et al. 1999, *ApJ Letters*, 517, L151
- van Ballegooijen, A. A. 1985, *ApJ*, 298, 421
- Vekstein, G. 2009, *A&A*, 499, L5
- Walsh, R. W. & Ireland, J. 2003, *A&A Reviews*, 12, 1
- Warren, H. P., Winebarger, A. R., & Brooks, D. H. 2012, *ApJ*, 759, 141
- Wilhelm, K., Abbo, L., Auchère, F., et al. 2011, *A&A Reviews*, 19, 35
- Withbroe, G. L. & Noyes, R. W. 1977, *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 15, 363
- Zirker, J. B. 1993, *Sol. Phys.*, 148, 43