



HAL
open science

Étude des contrastes solaires dans le domaine ultraviolet : Contraintes sur les modèles d'irradiance et applications stellaires

Romarc Gravet

► **To cite this version:**

Romarc Gravet. Étude des contrastes solaires dans le domaine ultraviolet : Contraintes sur les modèles d'irradiance et applications stellaires. Autre. Université d'Orléans, 2018. Français. NNT : 2018ORLE2030 . tel-02102614

HAL Id: tel-02102614

<https://theses.hal.science/tel-02102614v1>

Submitted on 17 Apr 2019

HAL is a multi-disciplinary open access archive for the deposit and dissemination of scientific research documents, whether they are published or not. The documents may come from teaching and research institutions in France or abroad, or from public or private research centers.

L'archive ouverte pluridisciplinaire **HAL**, est destinée au dépôt et à la diffusion de documents scientifiques de niveau recherche, publiés ou non, émanant des établissements d'enseignement et de recherche français ou étrangers, des laboratoires publics ou privés.

**ÉCOLE DOCTORALE ENERGIE, MATERIAUX, SCIENCES DE LA TERRE ET DE
L'UNIVERS**

Laboratoire de Physique et Chimie de l'Environnement et l'Espace
(LPC2E)

THÈSE présentée par :

Romaric GRAVET

soutenue le : **26 octobre 2018**

pour obtenir le grade de : **Docteur de l'Université d'Orléans**

Discipline/ Spécialité : Sciences de l'Univers

**Étude des contrastes solaires dans le
domaine ultraviolet**

Contraintes sur les modèles d'irradiance et
applications stellaires

THÈSE dirigée par :

Matthieu KRETZSCHMAR

Maître de Conférences, LPC2E, Université d'Orléans, Orléans

RAPPORTEURS :

Frédéric BAUDIN

Astronome, IAS, Université Paris Saclay, Paris

Jean-Marie MALHERBE

Astronome, LESIA, Observatoire de Paris, Paris

JURY :

Gilles THEUREAU (Président)

Astronome, Observatoire de Paris, Paris

Frédéric BAUDIN

Astronome, IAS, Université Paris Saclay, Paris

Matthieu KRETZSCHMAR

Maître de Conférences, LPC2E, Université d'Orléans, Orléans

Jean-Marie MALHERBE

Astronome, LESIA, Observatoire de Paris, Paris

Mustapha MEFTAH

Ingénieur de recherche, LATMOS, Université Paris Saclay, Paris

Nadège MEUNIER

Astronome, IPAG, Université Grenoble Alpes, Grenoble

« If it were not for its magnetic field, the Sun Would be as dull a star as most astronomers think it is. »

Robert Benjamin Leighton

Remerciements

Je souhaite tout d'abord remercier mes directeurs de thèse Matthieu Kretzschmar et Thierry Dudok de Wit de m'avoir accompagné durant les trois années de cette thèse. Merci donc pour cet encadrement, et pour toutes les connaissances que vous m'avez apportées, en particulier en statistique. Je vous remercie de toujours m'avoir encouragé à innover. Merci de m'avoir fait découvrir le monde, et notamment les magnifiques paysages californiens.

Je remercie aussi Nadège Meunier qui m'a permis de faire quelques pas en physique stellaire, et qui m'a toujours chaleureusement accueilli à Grenoble.

Je tiens à remercier maintenant Frédéric Baudin et Jean-Marie Malherbe pour avoir accepté de relire cette thèse. Je remercie Gilles Theureau d'avoir accepté de présider le jury de ma thèse, et Mustapha Meftah et Nadège Meunier pour avoir accepté de faire partie de ce jury.

Je tiens maintenant à remercier tous mes anciens directeurs de stage, Cyrille Rosset, Marc Huertas Company, Brigitte Schmieder et Jean-Marie Malherbe. Merci de m'avoir fait découvrir le monde de la recherche et de l'astrophysique. Un grand merci à Cyrille à qui je dois mes premiers pas et mon amour pour Python.

J'ai effectué cette thèse au Laboratoire de Physique et de Chimie de l'Environnement et de l'Espace (LPC2E) où j'ai reçu un accueil sublime. Je remercie tous les membres du laboratoire présents ces trois dernières années, y compris tous ceux qui sont maintenant partis. Il serait trop long de tous vous citer (et surtout j'ai peur d'oublier l'un d'entre vous), donc simplement merci à tous du fond du cœur, je n'oublierai jamais ces bons moments que l'on a partagés autour d'un café. Deux remerciements particuliers à Matthieu Garnung et Nima Traore (le So(t)malien), merci à tous les deux pour votre aide et votre soutien. Je remercie aussi Isabelle et tout le secrétariat du LPC2E pour son aide dans les démarches administratives.

Au cours de cette thèse, j'ai également effectué des enseignements à l'IUT d'Orléans. Je tiens à remercier tout l'IUT de chimie pour son accueil. Je remercie Loïc Burnel de m'avoir permis de faire cette expérience, et de m'avoir tout appris sur l'enseignement. Merci à Corinne, Zohra et Catherine pour votre accueil aussi chaleureux que votre café. Merci à Jérôme et Jean-Pierre pour les bons moments lorsque l'on déjeunait.

Pour finir, je tiens à remercier ma mère qui a toujours été là pour moi, ainsi que ma grand-mère qui m'a toujours soutenu dans mes études et qui est malheureusement partie avant leur fin.

Table des matières

Remerciements	v
Introduction	1
1 Le Soleil	5
1.1 Le Soleil, qui est-il ?	5
1.2 Structure interne de notre étoile	6
1.3 L’atmosphère solaire	9
1.3.1 La photosphère	9
1.3.2 Chromosphère, région de transition et couronne solaire	12
1.4 Le cycle solaire	13
1.4.1 Le champ magnétique solaire	13
1.4.2 Les structures solaires	15
Physique des tubes de flux	15
1.4.3 Les cycles solaires	18
1.5 Conclusion	20
2 L’irradiance solaire	21
2.1 Définitions	21
2.2 Les variations de l’irradiance	23
2.2.1 Échelles de variations de l’irradiance solaire	23
2.2.2 Les causes de la variation de l’irradiance	24
2.3 Observations et modèles	26
2.3.1 Les mesures d’irradiance	26
2.3.2 Les modèles d’irradiance	28
Modèle SATIRE	29
Modèle NRLSSI-2	32
2.3.3 Accord entre les observations et les modèles	33
2.4 Conclusion	35
3 Instruments et données	37
3.1 Solar Dynamics Observatory	37

3.2	Données SDO/HMI et SDO/AIA utilisées	38
3.2.1	Données	39
3.2.2	Biais des données et objectifs des traitements	41
3.3	Traitement de nos données	42
3.3.1	Prétraitement et alignement des images	42
3.3.2	Bruit des magnétogrammes SDO/HMI	45
3.3.3	Calcul du flatfield et de la variation centre bord	46
3.3.4	Obtention des contrastes	47
3.4	Bruit des magnétogrammes et variation centre bord des images	48
3.4.1	Caractéristiques du bruit des magnétogrammes	48
3.4.2	Caractéristiques des CLV_{QS} des images	51
3.5	Conclusion	55
4	Variation du contraste UV et visible	57
4.1	Contraste des pixels en fonction du champ magnétique	58
4.1.1	Comportement du contraste	58
4.1.2	Interprétation du comportement du contraste	60
4.2	Contraste des pixels en fonction de la position	62
4.2.1	Soleil calme	62
4.2.2	Facules	64
4.2.3	Taches solaires	65
4.2.4	Explications des différences entre le contraste à 1600 Å et 1700 Å	67
4.3	Contraste des pixels en fonction de la longueur d'onde	67
4.4	Comparaison avec les études précédentes	69
4.4.1	Comparaison avec ORTIZ et al., 2002	70
4.4.2	Comparaison avec YEO, SOLANKI et KRIVOVA, 2013	71
4.4.3	Comparaison des fishhook avec KAHIL, RIETHMÜLLER et SOLANKI, 2017	72
4.5	Incertitudes et limitations	74
4.5.1	Incertitudes sur les contrastes	75
4.5.2	Impact des lumières parasites	78
4.6	Conclusion	81
5	Contraste des structures solaires	85
5.1	Les structures du modèle SATIRE-S	86
5.1.1	Définitions	86
5.1.2	Comparaison entre les structures SATIRE-S et la distribution des contrastes	87

5.2	Propriétés des <i>unclassified pixels</i>	90
5.2.1	Nature des <i>unclassified pixels</i>	91
5.2.2	Impact des <i>unclassified pixels</i> dans le domaine UV	92
5.3	Impact de la variabilité magnétique du contraste sur le modèle SATIRE-S	94
5.4	Stabilité temporelle des contrastes	98
5.5	Conclusion	101
6	Étude des corrélations stellaires	105
6.1	Contexte	105
6.2	Données et traitement des données	106
6.2.1	Suppression des points aberrants	107
6.2.2	Détermination des incertitudes sur Ca II et H α	108
6.2.3	Regroupement des données et classification	109
6.3	Résultats	112
6.3.1	Généralités	112
6.3.2	Dépendance entre le facteur de corrélation et les paramètres stellaires	113
6.3.3	Évolution du facteur de corrélation à long et à court terme	115
6.4	Conclusion	120
	Conclusions et perspectives	123
	Conclusion générale	123
	Perspectives	126
	Bibliographie	129
A	Filaments et protubérance	139
A.1	Généralité	139
A.2	Structure	141
A.3	Formation, évolution et éruption	142
B	Communications	147
B.1	Article	147
B.2	Présentations Orales	147
B.3	Posters	148

A ma grand-mère

Les codes mis au point et utilisés pour l'étude des contrastes présentés dans cette thèse sont librement disponibles¹ sur GitHub à l'adresse suivante :

https://github.com/RomaricGravet/PhD_Thesis

1. À partir du 01/08/2019.

Introduction

Le Soleil est au cœur du système solaire et il influence l'ensemble des planètes du système solaire. Les premières observations du Soleil remontent au XVII^e siècle avec Galilée, et se sont poursuivies depuis de manière quasi continue. En 1838, Claude Pouillet mesura pour la première fois la valeur de l'énergie radiative que le Soleil envoie sur Terre. Bien qu'à cette époque les cycles solaires soient déjà connus grâce aux travaux de Heinrich Schwabe, l'énergie radiative envoyée sur Terre par le Soleil était supposée constante, et nommée constante solaire. Il fallut attendre l'ère spatiale pour constater que cette énergie variait avec le cycle d'activité du Soleil. Ce flux d'énergie radiative est appelé irradiance solaire. On distingue deux types d'irradiances, l'une spectralement résolue et appelée irradiance solaire spectrale (SSI), et une intégrée sur le spectre solaire et nommée irradiance solaire totale (TSI). L'irradiance est un aspect important des relations Soleil-Terre, la TSI fournissant la quasi-totalité de l'énergie du climat terrestre (KREN, ANDREW C., PILEWSKIE, PETER et CODDINGTON, ODELE, 2017), et la SSI joue un rôle important dans la chimie de notre atmosphère. La variabilité de la TSI et de la SSI a donc un impact direct sur le climat et l'atmosphère terrestre, et comprendre ces variations est essentiel pour les modèles climatiques. Cette nécessité est renforcée par le changement climatique que nous vivons actuellement, et différencier les variations climatiques d'origine anthropique et naturelle est absolument fondamental si nous voulons réellement faire face aux changements de notre climat. Cette nécessité fut soulignée dès les premiers travaux du Groupe d'experts Intergouvernemental sur l'Évolution du Climat (GIEC), où un chapitre entier du premier rapport du GIEC est consacré à l'impact de la variabilité solaire sur le climat.

Pour pouvoir intégrer nos connaissances sur l'irradiance aux modèles climatiques, nous devons fournir aux climatologues des séries temporelles d'irradiance continues dans le temps et remontant avant 1978. Les mesures de la TSI sont effectuées de manière continue depuis 1978, mais ce n'est pas le cas de la SSI. Pour cette dernière il fallut attendre les années 2000 pour avoir un suivi continu dans le temps et sur toutes les longueurs d'ondes du spectre solaire. En plus de ces problèmes de couverture, les mesures de TSI et de SSI sont souvent trop peu précises ou trop peu stables pour être intégrées aux modèles climatiques. Afin

de pallier ces problèmes, et pour étendre les séries d'irradiance avant 1978, des modèles d'irradiance ont été développés. Cependant, ces modèles ne sont pas en accord avec les observations d'irradiance, et montrent aussi des désaccords entre eux (ERMOLLI et al., 2013; MATTHES et al., 2017).

Il est donc nécessaire, en plus de continuer et d'améliorer les observations de l'irradiance, d'améliorer les modèles qui nous permettent de la reconstruire. Pour ce faire, nous pouvons essayer de contraindre les hypothèses utilisées dans les modèles. C'est là tout l'enjeu des travaux présentés dans cette thèse. Nous voulons à partir de données dans le domaine ultraviolet (UV) contraindre les modèles d'irradiance, et notamment les hypothèses faites par le modèle SATIRE-S sur les propriétés des structures magnétiques solaires. Nous nous intéressons au domaine UV, car ce domaine a été très peu étudié auparavant. La SSI dans le domaine UV est responsable de la formation et de la destruction de l'ozone stratosphérique, et est donc particulièrement importante dans les relations Soleil-Terre.

Le chapitre 1 présente les principaux mécanismes du Soleil et de ces cycles de variations. Nous présentons également les détails des structures solaires. Dans le chapitre 2, nous définissons l'irradiance solaire et présentons ses variations et les causes de ces dernières. Les différents types de modèles d'irradiance sont aussi présentés au travers des modèles SATIRE-S (FLIGGE, SOLANKI et UNRUH, 2000; KRIVOVA et al., 2009; YEO et al., 2014b) et NRLSSI-2 (CODDINGTON et al., 2016). Ce chapitre se conclut par une présentation des désaccords entre les modèles et les observations.

Le chapitre 3 présente les instruments et les données que nous avons utilisés dans ce travail. Nous présentons les différents biais présents dans les données et les techniques que nous avons mis en place afin de les corriger, et nous finissons par discuter des incertitudes de nos traitements.

Dans les chapitres suivants, nous présentons les contrastes que nous avons obtenus. Le chapitre 4 présente le contraste obtenu à la résolution des instruments de SDO. Nous commençons par discuter du comportement du contraste en fonction du champ magnétique et de la position, et nous expliquons ce comportement en termes de tube de flux. Nous comparons ensuite les contrastes que nous obtenons dans le visible avec ceux présentés dans les études précédentes. Pour finir, nous quantifions les incertitudes sur les contrastes que nous mesurons. Nous nous efforçons notamment de différencier les incertitudes dues aux traitements que nous effectuons et celles dues à la variabilité naturelle du Soleil. Dans le chapitre 5, nous présentons le contraste des structures définies par le modèle SATIRE-S. Après avoir présenté la manière dont le modèle SATIRE-S

définit les structures, nous étudions l'accord de cette définition avec le contraste observé dans l'UV, et nous montrons, pour la première fois, que la segmentation des structures faites par SATIRE-S est en accord avec le contraste du Soleil en UV. Nous étudions ensuite la nature et l'impact des *unclassified pixels* qui sont considérés comme des artefacts par le modèle SATIRE-S. Nous montrons que ces pixels sont en réalité des pixels de facules mal identifiés par le modèle, cependant ces pixels sont trop peu nombreux pour avoir un impact sur les reconstructions du modèle. Par la suite, nous étudions l'impact de la variabilité magnétique du contraste des structures, et nous montrons qu'à l'exception du réseau, la variabilité magnétique des structures n'impacte pas les reconstructions. Nous discutons également de la validité de la variabilité magnétique du réseau supposée par le modèle SATIRE-S dans le modèle UV. Pour finir, nous montrons que le contraste des structures solaires ne varie pas durant le cycle solaire.

Nous présentons ensuite les résultats d'une étude sur les corrélations entre les émissions $H\alpha$ et Ca II des étoiles de type solaire. Certaines de ces étoiles présentent une anti-corrélation entre leurs émissions $H\alpha$ et Ca II. MEUNIER et DELFOSSE, 2009 proposent que ces anti-corrélations sont dues à la présence de filaments à la surface de l'étoile. Ils ont d'ores et déjà montré qu'un changement dans le contraste des filaments peut expliquer les faibles anti-corrélations. Nous montrons ici que les anti-corrélations peuvent bien s'expliquer par la présence de filaments, et que les fortes anti-corrélations peuvent s'expliquer par une couverture plus importante de la surface de l'étoile par des filaments.

Nous terminons ce manuscrit par un résumé des résultats obtenus, et discutons les perspectives qu'ouvrent ces résultats pour améliorer les modèles d'irradiance.

Chapitre 1

Le Soleil

L'objet d'étude de cette thèse est au centre de notre système solaire et y tient une place fondamentale, je veux bien sûr parler du Soleil. Dans ce premier chapitre, je me propose de faire un rapide descriptif du Soleil, allant de ses caractéristiques générales à la structure de son atmosphère, en passant par sa structure interne. Je décris ensuite la physique de base derrière les structures magnétiques du Soleil et du cycle de 11 ans, qui ont occupé une place importante dans mes travaux.

1.1 Le Soleil, qui est-il ?

Le Soleil est une étoile se trouvant en périphérie de notre galaxie, la Voie lactée. Il se situe à environ 8 kpc du centre de celle-ci dans ce que l'on nomme le bras d'Orion. Le Soleil met près de 225 millions d'années pour faire le tour de notre galaxie, et est accompagné dans ce voyage par tout le système solaire. Le Soleil est au centre d'un système complexe composé de huit planètes et de plusieurs milliers de corps mineurs. Malgré ce nombre énorme de compagnons, le Soleil reste le maître incontesté du système solaire avec son rayon de $R_{\odot} = 6,957 \times 10^8$ m et sa masse de $M_{\odot} = 1,988 \times 10^{30}$ kg, représentant 99,86% de la masse de tout le système solaire. La Terre, petite planète en 3e position dans le système solaire, se situe en moyenne à 150 millions de kilomètres de notre étoile, et c'est cette distance que l'on nomme unité astronomique (AU).

Au niveau de la Terre (c'est-à-dire à 1 AU du Soleil), le Soleil dissipe une puissance de $S_{\odot} = 1361 \text{ W.m}^{-2}$. Cette valeur est ce que l'on appelle la constante solaire, et elle correspond comme nous le verrons par la suite à la valeur moyenne de l'irradiance solaire totale. À partir de cette valeur, il est possible de remonter à la valeur de la luminosité solaire, puis grâce à la loi de Stefan-Boltzman à la température à la surface du Soleil. La constante solaire étant égale à la luminosité solaire L_{\odot} divisée par la surface d'une sphère de rayon 1 AU, soit $S_{\odot} = \frac{L_{\odot}}{4\pi R^2}$. À partir de cette formule, on en déduit que la luminosité totale du

	Soleil	Terre
Age	$4,6 \times 10^9$ an	$4,6 \times 10^9$ an
Masse	$1,99 \times 10^{30}$ kg	$5,98 \times 10^{24}$ kg
Rayon	695700km	6378km
Distance moyenne à la Terre	$1,496 \times 10^8$ km	
Gravité de surface	274m.s^{-2}	$9,81\text{m.s}^{-2}$
Vitesse de libération	618km.s^{-1}	11km.s^{-1}
Luminosité	$3,83 \times 10^{26}$ W	N/A
Période de rotation :		
A l'équateur	26,24 jours	~ 24h
Aux pôles	~ 31 jours	~ 24h
Perte de masse	10^9kg.s^{-1}	N/A
Température de surface	5772K	N/A
1"=1arcsec=	~ 726km	N/A

TABLE 1.1 – Caractéristiques générales du Soleil. Les valeurs terrestres sont également présentes à titre de comparaison.

Soleil est $L_{\odot} = 3,83 \times 10^{26}$ W. Sachant que d'après la loi de Stefan-Boltzman $L_{\odot} = 4\pi\sigma R^2 T^4$, on en déduit que la température à la surface du Soleil, que l'on assimile dans ce cas à un corps noir, est $T_{eff} = 5772$ K. Cette température ainsi que l'observation de certaines raies dans le spectre solaire (notamment les raies Ca II, CH, CN, C₂, OH) permettent de classer le Soleil comme une étoile de type G2 V. Le symbole V nous indique le stade évolutif de notre étoile, et il correspond aux étoiles se trouvant sur la séquence principale et n'ayant donc pas commencé les phases finales de leur évolution.

La Table 1.1 résume les quelques caractéristiques de notre étoile. Je vais maintenant décrire brièvement la structure interne de celle-ci.

1.2 Structure interne de notre étoile

Notre étoile est une sphère de plasma composé, en masse, de 75% d'hydrogène, 24,3% d'hélium et 0,7% d'éléments lourds. On divise traditionnellement le Soleil en trois grandes régions internes (Fig. 1.1) : le coeur, la zone radiative et la zone convective.

Le coeur solaire Le coeur solaire est une zone s'étendant sur un quart du rayon solaire, entre 0 et $0,25 R_{\odot}$. La densité du plasma atteint $1,6 \times 10^5$ kg.m⁻³ et la température environ 15 millions de Kelvins. Les conditions sont alors telles que des réactions de fusion nucléaire peuvent se produire, fournissant ainsi l'énergie de notre étoile. Ces réactions sont celles des chaînes proton-proton

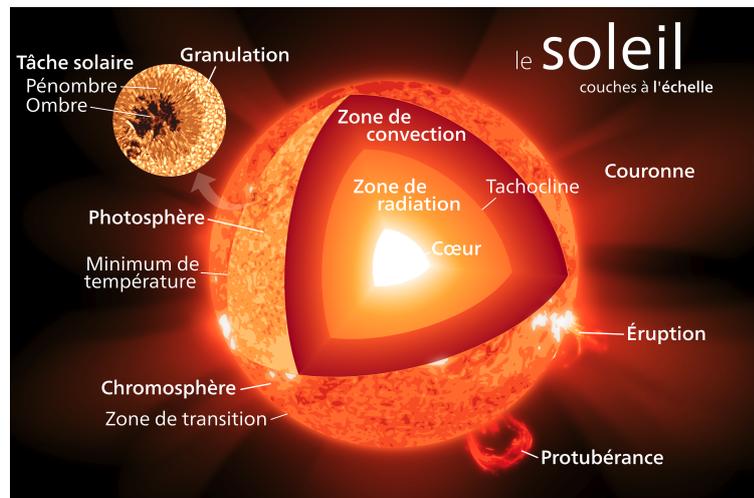


FIGURE 1.1 – Représentation schématique de la structure du Soleil. La structure interne du Soleil, ainsi que la structure de son atmosphère sont représentées. On peut également voir les principales structures présentes à sa surface. Source : Wikimedia

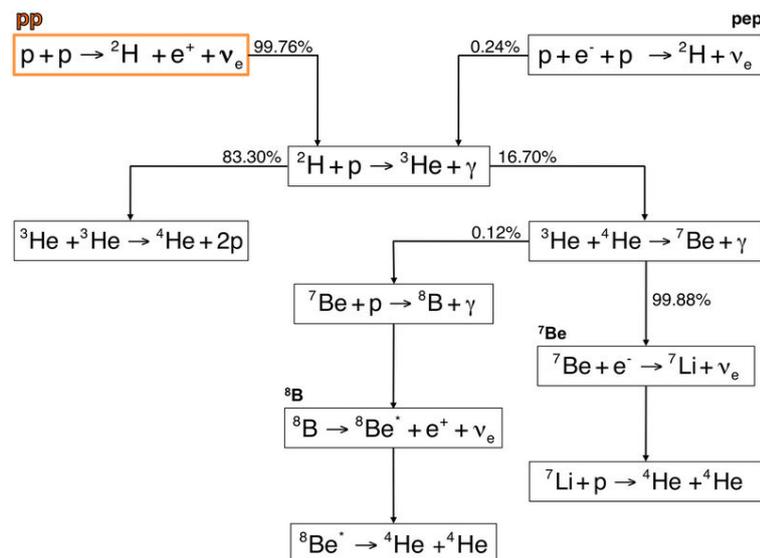


FIGURE 1.2 – Chaîne proton-proton se produisant au cœur du Soleil et produisant son énergie. Source : BOREXINO COLLABORATION et al., 2014

(chaîne pp)¹, dont les trois variantes avec leurs importances relatives sont illustrées dans la figure 1.2. Au cours d'une de ces réactions, quatre atomes d'hydrogène sont transformés en un atome d'hélium. En faisant un bilan de masse et en appliquant la formule d'équivalence masse-énergie, on trouve que pour chaque réaction de fusion $\Delta E = \Delta mc^2 = (m(He) - 4m(H))c^2 = 4,22 \times 10^{-12}$ J. Pour une étoile de type solaire, 20% de cette énergie est dégagée sous forme de neutrinos électroniques (ν_e) et 80% est émise sous forme de photons (principalement γ). Connaissant la puissance émise par le Soleil sous forme de photons (L_\odot), on peut estimer que sa puissance totale émise, sous forme de photon et de neutrinos, est de $P_\odot \approx 4,8 \times 10^{26}$ W, et, connaissant la masse atomique de l'hydrogène m_H^a , la masse d'hydrogène consommée chaque seconde par notre étoile $m_H = \frac{P_\odot \times m_H^a}{\Delta E} = 7,38 \times 10^{11}$ kg, soit une consommation d'environ 700 millions de tonnes d'hydrogène par seconde. L'énergie produite permet de maintenir l'étoile en équilibre en créant une pression de radiation venant s'ajouter à la pression du gaz et contrer l'effondrement provoqué par la gravité. Cette énergie va se frayer un chemin à travers les autres couches de l'étoile avant d'atteindre la surface.

La zone radiative Dans cette zone, s'étendant de 0,25 à 0,7 R_\odot , les photons produits au cœur du Soleil se retrouvent dans un milieu fortement ionisé et vont interagir très fortement avec les électrons et les ions présents. Les photons sont constamment absorbés puis réémis par le milieu. Au cours de ce processus, les photons vont progressivement perdre leur énergie, et leur longueur d'onde va augmenter : lors de leur production au centre du Soleil les photons appartiennent majoritairement au domaine γ , tandis qu'en surface ils appartiennent au domaine visible et infrarouge. Ce processus de transport est relativement lent et les photons mettent plusieurs centaines de milliers d'années à traverser cette zone. Au sommet de cette zone, la température et la densité sont descendues par effet de dilution, à respectivement 1,8 million de kelvins et 200 kg.m^{-3} . Cette température est suffisamment basse pour que les atomes d'hydrogène et d'hélium commencent à se reconstituer. L'opacité du milieu augmente, notamment à cause de l'absorption due à l'hydrogène neutre. Le transport radiatif de l'énergie devient alors inefficace et la phase convective du transport s'amorce.

Zone convective Dans cette zone comprise entre 0,7 et 1 R_\odot , le transport de l'énergie s'effectue via des mouvements de convection du plasma. Du plasma

1. Les chaînes pp représente 95% des réactions de fusion se produisant au cœur du Soleil. Les 5% restant sont les réactions du cycle CNO, utilisant le carbone, l'oxygène et l'azote comme catalyseur et prépondérant dans les étoiles chaudes.

chaud, peu dense et provenant de l'intérieur du Soleil remonte grâce à la poussée d'Archimède, tandis que du plasma froid, plus dense et provenant de la surface du Soleil, redescend vers les couches internes du Soleil. Ce va-et-vient incessant du plasma est visible à la surface du Soleil et prend l'aspect de la granulation solaire. Durant ce trajet, qui peut durer quelques semaines, les photons vont rencontrer des couches de plasma de moins en moins denses, jusqu'à ce que la densité soit suffisamment faible pour qu'ils puissent se propager sans interagir avec le milieu. Cette surface où les photons commencent à se propager librement définit la surface du Soleil, la photosphère, et marque le début de l'atmosphère solaire.

1.3 L'atmosphère solaire

Maintenant que j'ai présenté la structure interne du Soleil, je présente la structure de l'atmosphère solaire. Au cours de cette présentation, j'introduirai les structures solaires qui nous intéresseront plus tard dans ce manuscrit.

L'atmosphère solaire peut se diviser en trois grandes couches, comme l'illustre la figure 1.1 : la photosphère, la chromosphère et la couronne. Ces couches se différencient notamment par leur température, comme le montre la figure 1.3. Tandis que la température de la photosphère est de quelques milliers de kelvins, elle monte à plus de 30000 K dans la chromosphère et à plusieurs millions de kelvins pour la couronne solaire.

1.3.1 La photosphère

La photosphère est la première couche de l'atmosphère solaire et sa base se confond avec la surface solaire. Elle peut être assimilée à un corps noir rayonnant à la température de 5770 K. On définit la surface du Soleil comme étant la zone d'émission de la longueur d'onde $\lambda = 500\text{nm}$ (c'est-à-dire que la surface correspond l'isocourbe $\tau_{500} = 1$, avec $\tau_{500\text{nm}}$ l'épaisseur optique du plasma à 500 nm). La photosphère possède une épaisseur de 500 km et la température y décroît progressivement de 5770 K à 4200 K. Au niveau des régions calmes de la photosphère, le champ magnétique solaire est composé d'un mélange de champs horizontaux et verticaux, ces derniers étant principalement concentrés au niveau des inter-granules (LITES et al., 2007). Les champs verticaux sont principalement dus à des tubes de flux non résolus et en évolution permanente. La moyenne de ces champs magnétiques verticaux et horizontaux sur l'aire d'un

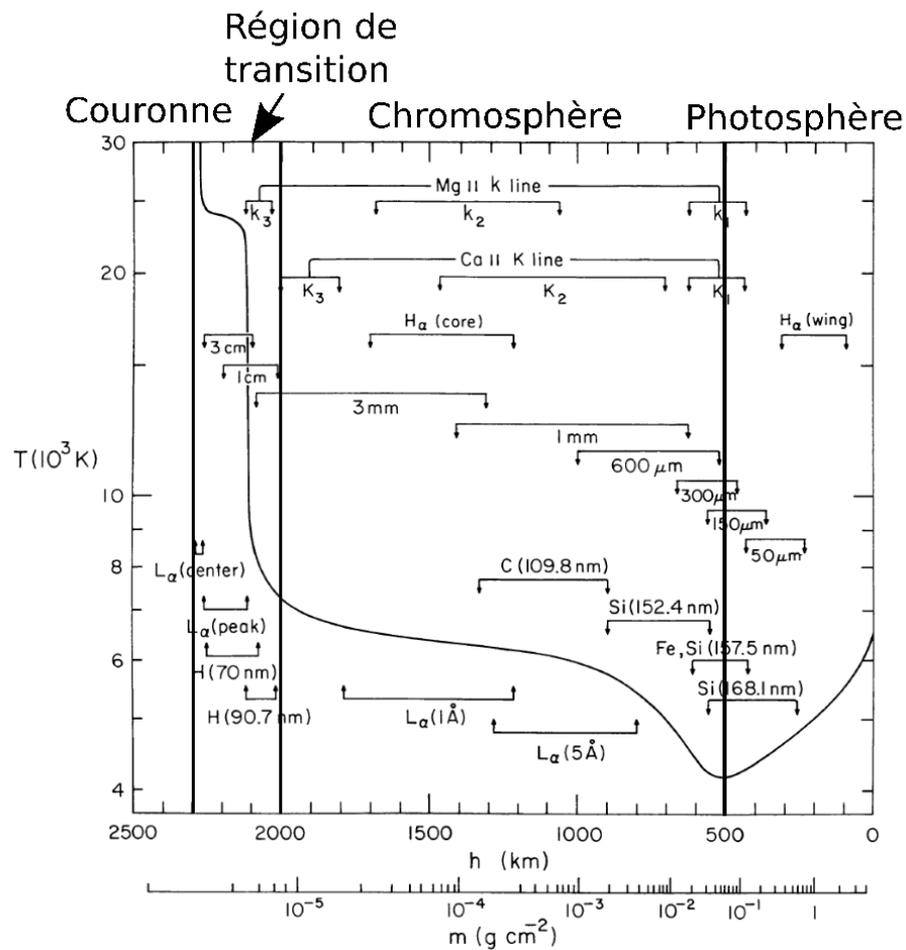


FIGURE 1.3 – Évolution de la température dans le cas d'une atmosphère solaire calme et à symétrie sphérique. Sur ce graphique, on peut voir les altitudes de formation des principales raies du spectre solaire. Source : VERNAZZA, AVRETT et LOESER, 1981

carré de 363 km de côté² donne une intensité pour le champ magnétique du Soleil calme de l'ordre 5 G. On peut observer dans la photosphère des granules marquant le haut des cellules de convection décrites précédemment. Ces cellules de granulation ont une taille typique de 1000 km et présentent des vitesses de montée ou de descente du plasma de l'ordre de 1 km.s^{-1} . Le temps de vie moyen d'une de ces granules est compris entre 5 et 10 minutes, et en règle générale plus une granule est grande et sa vitesse horizontale faible plus sa durée de vie sera grande (PRIEST, 2014, 1.4.1, p.21).

Il existe aussi une granulation à plus grande échelle, nommée la supergranulation, et qui compose le réseau chromosphérique (ROUDIER et al., 2016). Les supergranules ont une taille typique de 30000 km et une durée de vie de l'ordre d'un à deux jours. Dans un supergranule, le plasma monte au centre avec une vitesse d'environ 30 m.s^{-1} (HATHAWAY et al., 2002), puis se déplace horizontalement vers les bords de la supergranule à 350 m.s^{-1} , et finalement redescend sur les bords.

En plus de la granulation, on trouve sur la photosphère d'autres structures remarquables.

Les taches solaires Les taches solaires sont des régions sombres de la surface solaire, elles sont relativement compactes et présentent une taille typique comprise entre 2 et 12 Mm. Ces régions sont soumises à un intense champ magnétique pouvant atteindre près de 3 kG et normal à la surface du Soleil. Elles sont constituées de deux parties, la partie la plus centrale et également la plus sombre est appelée ombre. La partie périphérique plus claire est appelée pénombre. La température au niveau de l'ombre ou de la pénombre d'une tache solaire est plus basse que la température du reste de la surface solaire. Cette température est approximativement de 4500 K au niveau de l'ombre et 5400 K au niveau de la pénombre.

Les facules Les facules solaires sont de grandes régions brillantes à la surface de l'étoile. Contrairement aux taches solaires, on ne peut pas leur attribuer de dimension caractéristique du fait de leur faible compacité. La plupart du temps les facules se trouvent dans les régions actives autour des taches solaires, mais peuvent aussi apparaître seules soit dans des régions actives de faible intensité, soit dans des régions actives où les taches solaires ont déjà disparu.

2. Similaire à l'aire couverte par un pixel de SDO/HMI

Le réseau photosphérique Le réseau photosphérique est un ensemble de petites structures très dispersées, en général brillantes et qui résultent de la décomposition des grandes régions actives. Ce réseau se concentre aux bords des supergranules.

1.3.2 Chromosphère, région de transition et couronne solaire

Au-dessus de la photosphère, la température remonte rapidement tandis que la densité diminue au travers tout d'abord de la chromosphère, puis de la couronne solaire.

La chromosphère s'étend sur environ 1500 km, et la température croît graduellement de ~ 4200 K à la base de la chromosphère jusqu'à 25000 K à son sommet (à une altitude de 2000 km). La chromosphère étant suffisamment dense on trouve de nombreuses raies d'absorption comme les raies Mg II, Ca II ou encore la raie H α . La chromosphère présente de nombreuses structures comme les spicules, les protubérances ou encore les fibrilles.

Au-dessus de la chromosphère on trouve une zone où la température augmente brutalement, de l'ordre d'un facteur 10 en l'espace de quelques kilomètres selon les modèles (PRIEST, 2014, 1.5.2, p.34). Cette zone, nommée région de transition, n'est pas à proprement parler une couche statique de l'atmosphère solaire, mais représente plutôt l'ensemble du plasma se trouvant à une température de transition entre les températures de la chromosphère et de la couronne solaire. Cette zone s'observe principalement dans le domaine UV lointain (EUV, entre 124 nm et 10 nm de longueur d'onde) et est caractérisée par l'émission d'éléments fortement ionisés (comme la raie C IV, la raie He II ou encore la raie O VI).

Pour finir, la dernière région de l'atmosphère solaire est la couronne solaire. Cette région n'est visible à l'œil nu (c'est à dire dans le domaine visible) que durant les éclipses solaires. À ce moment-là, la couronne solaire devient visible grâce à l'occultation de la photosphère, bien plus brillante, par la Lune. La lumière visible durant les éclipses ne provient pas d'une émission de la couronne solaire, mais de la lumière diffusée par les électrons (dans la couronne K) ou la poussière (dans la couronne F) du milieu. La température de la couronne s'élève à environ 1,5 million de kelvins et le chauffage jusqu'à cette température reste l'une des grandes questions de la physique solaire. Pour l'instant deux grandes hypothèses ont été formulées. La première suppose que la couronne solaire est chauffée par des ondes magnéto-acoustiques générées au niveau de

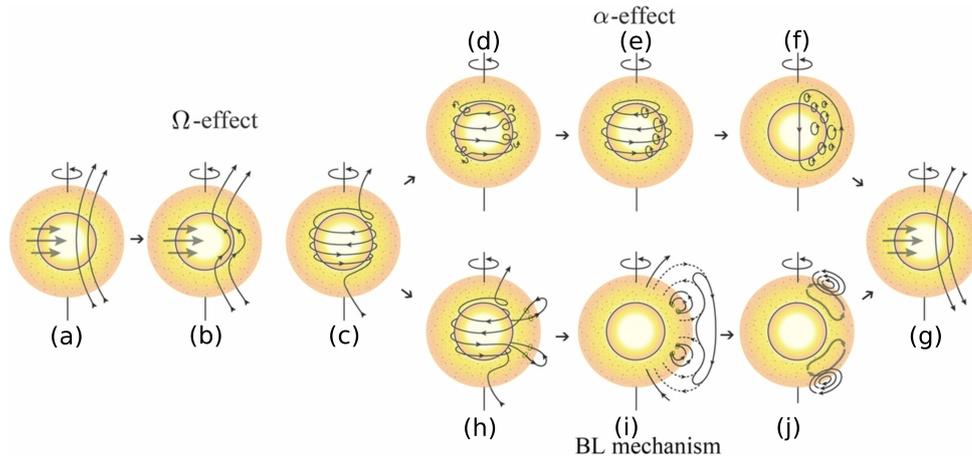


FIGURE 1.4 – Source : Évolution du champ magnétique solaire au cours du cycle. SANCHEZ, FOURNIER et AUBERT, 2014

la zone de convection (BIERMANN, 1946 ; SCHWARZSCHILD, 1948 ; CARLSSON et al., 2007) et qui vont dissiper leur énergie dans la couronne. La seconde hypothèse suppose qu’une importante quantité de reconnections magnétiques a lieu dans la couronne solaire et que l’énergie ainsi dissipée vient chauffer le plasma environnant (PARKER, 1972 ; CARGILL et KLIMCHUK, 2004). Quel que soit le mécanisme à l’œuvre, le plasma coronal est ainsi chauffé à quelques millions de kelvins et émet principalement dans le domaine des rayons X et en EUV.

1.4 Le cycle solaire

Comme nous le verrons par la suite l’un des objectifs de ma thèse est la compréhension des variations de l’irradiance au cours du cycle solaire. Je me propose donc d’introduire les notions de base du cycle solaire.

1.4.1 Le champ magnétique solaire

À la base du cycle solaire et des phénomènes solaires en général, on trouve le champ magnétique. Ce dernier résulte d’un effet dynamo se produisant entre la zone radiative et la zone convective, dans ce que l’on appelle la tachocline et qui se situe à environ $0,7 R_{\odot}$. C’est à ce niveau-là que se met en place la rotation différentielle du Soleil. La mise en place de cette rotation différentielle induit des mouvements turbulents par effet de cisaillement dans le plasma qui vont induire par effet dynamo des champs magnétiques. L’évolution du champ magnétique solaire au cours du temps est la principale cause du cycle d’activité. Partons du minimum solaire, le champ magnétique solaire est principalement poloïdal et peut être assimilé à un dipôle. La figure 1.4 (a) illustre cette situation avec un

hémisphère Nord de polarité positive et l'hémisphère Sud de polarité négative. Le champ magnétique, prisonnier du plasma solaire, est entraîné par la rotation différentielle du Soleil. Les tubes de flux proches de l'équateur tournent plus vite que ceux aux pôles, il en résulte un enroulement du champ magnétique autour de l'équateur, créant ainsi un champ magnétique toroïdal. Ce processus est baptisé effet Ω (fig.1.4 (b) et (c)). Le champ poloïdal va être régénéré au cours du cycle à partir de champ toroïdal via des processus différents :

- l'effet α (fig.1.4 (d), (e) et (f)) : cet effet résulte de la création de petits champs magnétiques poloïdaux secondaires à la suite de la turbulence dans le champ toroïdal. Ces champs magnétiques secondaires vont petit à petit créer un nouveau champ poloïdal, inverse du champ de départ (fig.1.4 (g)).
- le mécanisme Babcock-Leighton (fig.1.4 (h), (i) et (j)) : ce mécanisme résulte de la remontée des tubes de flux à la surface du Soleil, dû à leur flottabilité plus forte. La remontée de ces tubes de flux va créer des taches solaires à la surface. Les taches solaires vont apparaître par paire et dans une même paire les taches ne vont pas se trouver aux mêmes latitudes. La tache de tête se trouve à une latitude plus basse que la tache de queue et tandis que la tache de tête a la même polarité que l'hémisphère où la paire est apparue, la tache de queue a une polarité inverse à celle de l'hémisphère. Le champ magnétique associé aux taches de têtes va progressivement migrer vers l'équateur où elles vont s'annuler avec celles provenant de l'autre hémisphère. Le champ magnétique associé aux taches de queue va progressivement migrer vers les pôles. Le champ magnétique résultant de l'évolution de la tache de queue sera ensuite transporté par la circulation méridienne et formera un nouveau champ magnétique poloïdal global.

Dans tous les cas à la fin du cycle d'activité on se retrouve avec un champ magnétique poloïdal, mais inverse de celui de départ. Ceci est illustré sur la figure 1.4 (g) où l'hémisphère Nord est devenu de polarité négative et l'hémisphère Sud de polarité positive. Ce cycle magnétique dure environ 22 ans et se manifeste notamment par l'apparition de structures magnétiques à la surface, comme les taches solaires et les facules. Cependant, le cycle des structures solaires dure seulement 11 ans, c'est-à-dire qu'un cycle magnétique correspond à deux cycles des structures solaires.

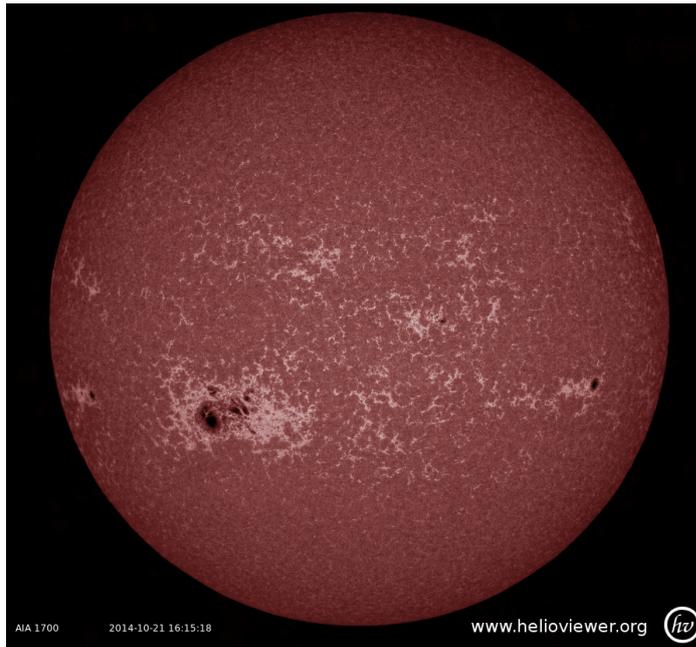


FIGURE 1.5 – Image du Soleil en UV mettant en évidence les structures principales visibles à la surface solaire. Les taches solaires correspondent aux régions sombres et les facules aux régions claires. (Image prise par l’instrument AIA du satellite SDO à 1700 Å).

1.4.2 Les structures solaires

Les structures solaires sur lesquelles nous nous pencherons dans la suite du manuscrit sont les taches solaires et les facules. La figure 1.5 montre ces deux types de structures, les taches correspondant aux zones sombres et quasi circulaires, tandis que les facules sont les grandes régions claires visibles notamment autour des taches solaires. Ces structures semblent très différentes, mais ont pourtant une origine commune. Toutes deux sont liées à l’émergence de tubes de flux magnétique à la surface du Soleil. Comme nous allons le voir, seule la taille de ces tubes de flux va différencier ces deux structures.

La figure 1.5 montre aussi de minces structures blanches réparties sur toute la surface. Ces structures forment le réseau photosphérique et résultent de l’évolution des grandes régions actives contenant les facules et les taches.

Physique des tubes de flux

À la base des structures solaires qui vont nous intéresser par la suite, on trouve des tubes de flux magnétique. Ceux-ci sont formés au niveau de la tacholine, comme décrit dans la section 1.4.1. Une fois produits en profondeur, ces tubes de flux remontent grâce à la poussée d’Archimède à la surface du Soleil.

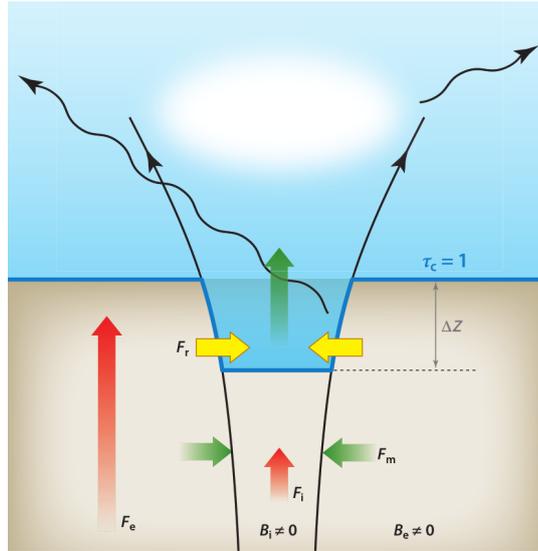


FIGURE 1.6 – Schéma représentant le tube de flux composant une tache solaire ou une facule. Les différents échanges d'énergie au sein de ce tube de flux sont représentés par des flèches de couleurs. Source : SOLANKI, KRIVOVA et HAIGH, 2013

Supposons un tube de flux horizontal de champ magnétique B_i , de pression cinétique interne p_i et soumise à une pression extérieure p_e . Les parois du tube étant supposées à l'équilibre, on peut écrire $p_e = p_i + \frac{B_i^2}{2\mu_0}$. Si la température est uniforme, on peut réécrire cette équation sous la forme suivante :

$$\frac{k_B T \rho_e}{m} = \frac{k_B T \rho_i}{m} + \frac{B_i^2}{2\mu_0} \quad (1.1)$$

avec ρ_e et ρ_i les densités du plasma à l'extérieur et à l'intérieur du tube de flux. L'équation 1.1 impose donc que $\rho_e > \rho_i$, ce qui implique que le tube de flux est soumis à une poussée par unité de volume égale à $(\rho_e - \rho_i)g$. Quand le tube commence à s'élever, une courbure apparaît qui induit une tension magnétique s'opposant à la montée du tube. La montée du tube peut donc se poursuivre tant que cette tension magnétique est inférieure à la poussée que subit le tube, c'est à dire $(\rho_e - \rho_i)g > \frac{B_i^2}{\mu_0 L}$. On peut en déduire la hauteur sur laquelle le tube peut s'élever :

$$R > \frac{2k_B T}{mg} \approx 2H \quad (1.2)$$

Avec R le rayon de courbure du tube de flux et H l'échelle de hauteur de la pression (dans le cas d'une atmosphère isotherme), c'est-à-dire la hauteur de laquelle le tube de flux s'élève. En d'autres termes, un tube de flux perçant la surface du Soleil est environ deux fois plus long que haut. Dans la photosphère l'échelle de hauteur de la pression, H , est de l'ordre de 200 km, tandis que dans

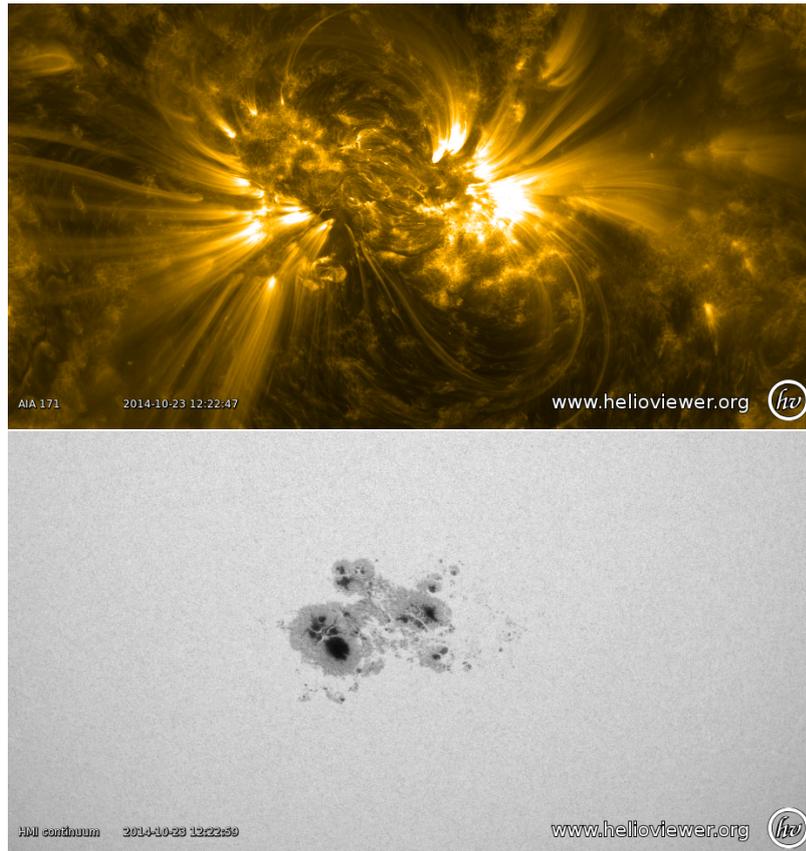


FIGURE 1.7 – Aspect de la région active AR12192, le 23 octobre 2012, à 171 Å (en haut) et 6173 Å (en bas) (présent respectivement par SDO/AIA et SDO/HMI). On observe bien le changement d’aspect de la tache solaire et notamment la présence de point brillant correspondant aux pieds des boucles coronales.

la couronne elle est de l’ordre de 30000 km.

La structure d’un tube de flux est illustrée par la figure 1.6. Dû au champ magnétique qui y règne le transport de chaleur provenant de l’intérieur du Soleil (flèches rouges sur la fig. 1.6) est en partie inhibé par le champ magnétique. De ce fait le plasma au centre du tube de flux va se refroidir et devenir plus transparent. La figure 1.6 illustre parfaitement cela, on constate que la courbe correspondante à $\tau_{500nm} = 1$ s’affaisse d’une distance ΔZ dans la zone où le champ magnétique est non nul. Cet affaissement est nettement visible sur les taches solaires et est connu sous le nom de dépression de Wilson (SOLANKI, 2003). En plus de cette dépression, le fond du tube de flux devient légèrement plus sombre, puisque plus froid que le reste de la surface solaire. Cependant, suivant la taille du tube de flux le chauffage radiatif provenant des murs du tube de flux (flèches jaunes sur la fig. 1.6) va pouvoir aller plus ou moins loin vers le cœur, et former deux types de structure différents :

Les taches solaires : Elles correspondent à de gros tubes de flux (de l'ordre de 2000 km), où à cause de l'épaisseur optique croissante du milieu, dans la direction horizontale, le chauffage radiatif provenant des murs n'arrive pas à réchauffer l'ensemble de la structure. Le cœur du tube de flux associé à la tache va apparaître sombre, c'est ce que l'on appelle l'ombre, entouré d'une zone plus claire et que l'on appelle pénombre. Au niveau de l'ombre de la tache, le champ magnétique est normal à la surface du Soleil, tandis qu'il s'incline de plus en plus au niveau de la pénombre jusqu'à redevenir horizontal à l'extérieur de la tache³. Au niveau de la chromosphère et de la couronne, le chauffage du milieu par le champ magnétique va changer l'aspect d'une tache solaire ; des structures brillantes vont notamment apparaître au endroit où prennent naissance les boucles coronales (Fig. 1.7).

Les facules : Elles correspondent à des tubes de flux de petit diamètre (de l'ordre de 300 km ou moins), où l'épaisseur optique du plasma est suffisamment faible pour que le chauffage radiatif soit efficace jusqu'au cœur. Les facules apparaissent comme des structures étendues et brillantes à la surface du Soleil. Elles vont être composées d'une multitude de petits tubes de flux disposés côte à côte et vont avoir un aspect plus fragmentaire que les taches solaires. Au niveau de la chromosphère, les facules vont rester des zones très brillantes sur les images.

1.4.3 Les cycles solaires

Comme j'ai commencé à l'aborder dans la section 1.4.1, le champ magnétique solaire suit un cycle de 22 ans durant lequel il va successivement passer par des phases poloïdales et toroïdales. Ce cycle fut observé pour la première fois par Heinrich Schwabe au XIXe siècle. Au cours de ce cycle, le nombre de structures solaire va varier, et ces variations sont le moyen historique de tracer l'activité du Soleil. Comme le montre le bas de la figure 1.8 les taches solaires sont quasiment absentes lors des minima solaires et deviennent par contre très nombreuses lors du maximum. Si l'on regarde maintenant le haut de la figure 1.8, on constate que les taches solaires ne se situent pas au même endroit sur le disque solaire au cours du cycle. En début de cycle les taches solaires se situent plutôt à des latitudes élevées (à environ 35° de latitude), et au cours de l'avancement du cycle elles vont peu à peu se rapprocher de l'équateur (jusqu'à environ 5° de

3. Il s'agit ici d'un modèle simplifié des taches solaires, et étant donnée la résolution des images fournies par SDO que nous utiliserons, un modèle plus détaillé n'est pas nécessaire. Pour des modèles plus détaillés, voir SOLANKI, 2003 ; THOMAS et WEISS, 2008.

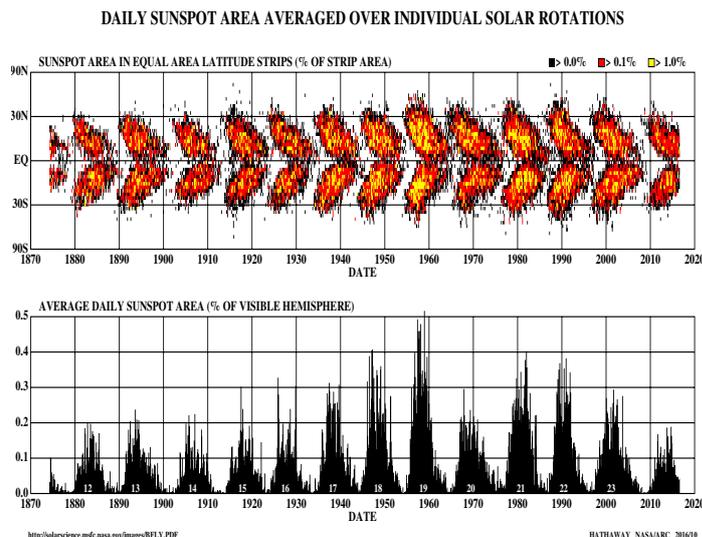


FIGURE 1.8 – Le graphique du haut représente ce que l'on nomme le diagramme papillon et est une représentation de l'évolution de la position des taches solaires au cours du temps. On voit bien la dérive vers l'équateur que subissent les taches solaires au cours du cycle. Le graphique du bas représente le nombre de taches solaires visibles sur le disque solaire en fonction du temps ; le cycle de 11 ans se distingue clairement. Source : Solar Science, NASA

latitude). C'est en partie cette dérive des taches vers l'équateur qui permet le renversement du champ magnétique solaire décrit précédemment.

Le cycle solaire de Schwabe a une durée moyenne de 10,9 ans, bien que sa durée soit comprise entre 7,5 et 17,1 ans. On note cependant sur la figure 1.8 que l'amplitude du maximum solaire n'est pas constante au cours du temps et forme un cycle d'une durée approximative de 100 ans et que l'on nomme cycle de Gleissberg.

Il n'est pas possible d'évoquer le cycle solaire sans évoquer, même brièvement, le minimum de Maunder. Il s'agit d'une période de 70 ans, entre 1645 et 1715, durant laquelle aucune tache solaire n'a été observée à la surface du Soleil. Ce minimum d'activité solaire, ainsi que ceux de Wolf (1280 - 1350), Spörer (1450 - 1550) et Dalton (1790 - 1820), sont suspectés, avec l'activité volcanique (CROWLEY, 2000 ; OWENS, MATHEW J. et al., 2017), d'être la cause du Petit Âge glaciaire qui toucha l'Europe du XVIe à la fin du XIXe siècle.

1.5 Conclusion

Le Soleil est l'étoile au centre du système solaire, dont il représente plus de 99% de la masse. Le Soleil se structure en trois couches internes : 1) le cœur où est produit l'énergie par des réactions de fusion nucléaire, 2) la zone radiative où l'énergie se propage par absorption et émission successive par les atomes du milieu, et 3) la zone convective où des mouvements de convection assurent la dernière phase du transport de l'énergie. Au-dessus, on trouve l'atmosphère solaire que l'on divise également en trois couches : 1) la photosphère qui correspond à la surface solaire et où l'on trouve les taches solaires et les facules, importantes pour mon travail, 2) la chromosphère plus chaude que la photosphère, et 3) la couronne solaire qui est la plus externe et la plus chaude des couches de l'atmosphère solaire, et dont le chauffage est encore mal compris et sujet à débat.

Le champ magnétique joue un rôle central dans les structures et le cycle d'activité solaire. Créé au niveau de la transition entre la région radiative et la région convective, au niveau de la tachocline, son évolution dans le temps est à l'origine du cycle solaire de 11 ans que l'on observe via le suivi des structures solaires. Ces dernières sont des manifestations directes du champ magnétique solaire, et résultent de l'émergence de tubes de flux magnétique à la surface du Soleil. Ces tubes de flux inhibent en partie le flux de chaleur provenant de la zone de convection, et possèdent à cause de cela un plancher plus froid et plus sombre que le reste de la surface. Les murs des tubes de flux sont plus chauds et plus lumineux, ils vont pouvoir par chauffage radiatif réchauffer le cœur du tube de flux. Comme nous le verrons au chapitre 4, cela explique le comportement de l'intensité des structures solaire en fonction de leur champ magnétique.

Maintenant que nous avons vu les éléments de physique solaire qui permettront de comprendre la suite de ce manuscrit, je me propose de faire un état de l'art de nos connaissances sur l'irradiance solaire.

Chapitre 2

L'irradiance solaire

Maintenant que j'ai introduit les notions de physique solaire nécessaires pour la suite de mon travail, je vais introduire le sujet principal de mon travail : l'irradiance solaire. Ce chapitre a pour objectif de faire un état de l'art de nos connaissances sur l'irradiance solaire et de ses variations. Ce chapitre s'articule autour de trois parties principales. La première partie définit simplement la notion d'irradiance solaire. La deuxième partie a pour objectif de présenter les variations de l'irradiance et de donner les mécanismes physiques à l'œuvre derrière ces variations. La dernière partie est consacrée aux observations et aux principaux modèles d'irradiance. J'y présente les deux plus importants modèles d'irradiance, SATIRE-S et NRLSSI-2. Cette partie présente aussi une discussion sur l'accord entre les observations et les modèles.

2.1 Définitions

L'irradiance solaire spectrale correspond à l'énergie radiative émise par le Soleil à une longueur d'onde λ donnée et reçue sur une surface d'un mètre carré à une distance de 1 AU. Si l'on considère un anneau de surface solaire (figure 2.1) d'aire projetée $2\pi r dr$, la contribution df_λ de cet anneau au flux tombant sur le détecteur à la longueur d'onde λ et à une distance R est :

$$df_\lambda = I_\lambda(\theta) \cos(\theta) d\omega \quad (2.1)$$

avec θ l'angle héliocentrique et $d\omega$ l'élément d'angle solide que l'on peut réécrire comme

$$d\omega = \frac{2\pi R_\odot^2}{R^2} \sin\theta d\theta$$

L'équation 2.1 devient donc :

$$df_\lambda = \frac{2\pi R_\odot^2}{R^2} I_\lambda(\theta) \cos(\theta) \sin\theta d\theta \quad (2.2)$$

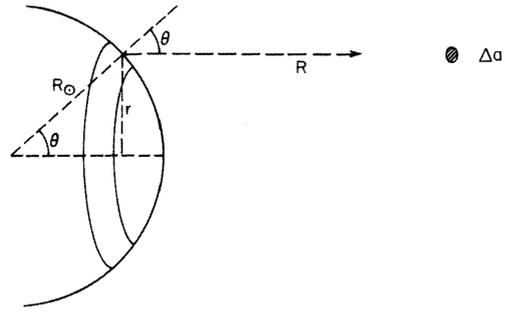


FIGURE 2.1 – Illustration de la relation entre le flux solaire (irradiance) observé par un capteur placé au niveau de la Terre et l'intensité lumineuse de la photosphère. Source : FOUKAL, 2013

Le flux total provenant de la surface visible du Soleil tombant sur le détecteur s'obtient en intégrant le flux de l'anneau, donné par l'équation 2.2, sur une demi-sphère.

$$f_{\lambda} = \frac{2\pi R_{\odot}^2}{R^2} \int_0^{\pi/2} I_{\lambda}(\theta) \cos(\theta) \sin\theta d\theta \quad (2.3)$$

$$= \frac{2\pi R_{\odot}^2}{R^2} \int_0^1 I_{\lambda}(\mu) \mu d\mu \quad (2.4)$$

avec $\mu = \cos\theta$ ¹, le cosinus de l'angle héliocentrique. Si l'on suppose que l'intensité à la surface du Soleil est constante et ne dépend donc pas de μ , le flux mesuré par le détecteur est donné par :

$$\begin{aligned} f_{\lambda} &= \frac{2\pi R_{\odot}^2}{R^2} I_{\lambda} \int_0^1 \mu d\mu \\ &= \frac{2\pi R_{\odot}^2}{R^2} \frac{1}{2} I_{\lambda} = SSI(\lambda) \end{aligned} \quad (2.5)$$

Ce flux mesuré au niveau de la Terre est appelé irradiance solaire spectrale (SSI). L'irradiance solaire totale (TSI) correspond à l'intégrale de la SSI sur tout le spectre solaire :

$$TSI = \int_0^{\infty} f_{\lambda} d\lambda \quad (2.6)$$

1. On peut également exprimer l'angle héliocentrique en fonction de la distance au centre du disque solaire R : $\theta = \sin^{-1} \left(\frac{R}{R_{\odot}} \right)$

Une autre manière d'exprimer l'irradiance solaire totale est de partir de la luminosité solaire totale L_{\odot} . Dans ce cas on peut définir l'irradiance comme :

$$\begin{aligned} L_{\odot} &= 4\pi R^2 \times TSI \\ \Rightarrow TSI &= \frac{L_{\odot}}{4\pi R^2} \end{aligned} \quad (2.7)$$

L'irradiance solaire totale s'exprime comme le rapport entre l'énergie totale émise par le Soleil et la surface d'une sphère dont le rayon R correspond à la distance séparant le Soleil et le détecteur.

2.2 Les variations de l'irradiance

2.2.1 Échelles de variations de l'irradiance solaire

L'irradiance solaire n'est pas constante au cours du temps et présente des variations sur des échelles de temps très variées. Les variations de l'irradiance se produisent sur des échelles de temps comprises entre 5 minutes et plusieurs siècles. L'origine de ces variations, que nous aborderons dans la section 2.2.2, sont multiples et dépendent des échelles de temps que l'on considère. L'échelle de temps à laquelle nous nous sommes le plus intéressés est celle du cycle solaire. Au niveau du cycle solaire, les variations de la TSI ont une amplitude 100 ppm, soit 1 W.m^{-2} en 11 ans. Les variations de la TSI et de la SSI au cours du cycle et aux échelles de temps supérieures vont avoir un impact sur le climat terrestre. Les variations de la TSI vont impacter la quantité d'énergie injectée par le Soleil dans le climat terrestre, tandis que celles de la SSI vont impacter la chimie de l'atmosphère terrestre.

Les variations de la SSI se produisent sur les mêmes échelles de temps que les variations de la TSI. Les variations de la SSI sont toutes en phase avec celle de la TSI et donc avec le cycle solaire (MATTHES et al., 2017). L'amplitude des variations de la SSI est toujours débattue, notamment en UV, et comme nous le verrons dans la section 2.3.3 cela est l'un des points de divergence entre les différents modèles d'irradiance. L'évolution de la SSI en phase avec le cycle solaire n'est pas certaine dans le domaine infrarouge ($\lambda > 1000 \text{ nm}$), où certains modèles prédisent une évolution de la SSI en opposition de phase avec le cycle solaire (EGOROVA et al., 2018).

Au-delà du cycle de 11 ans, la TSI continue de varier. L'étude des variations séculaires de la TSI repose principalement sur les modèles d'irradiance, les premières mesures de TSI remontant à 1978. Outre le fait que ces modèles

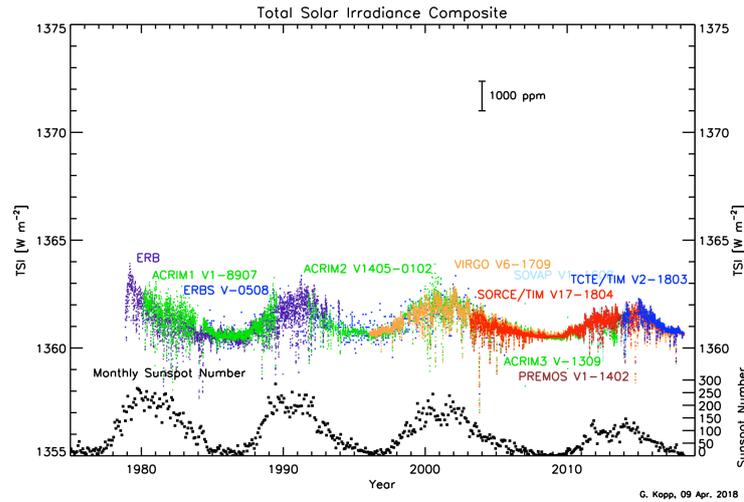


FIGURE 2.2 – Variations de la TSI depuis 1978. Cette figure montre l'évolution de la TSI sur toute la période des relevés spatiaux. Il faut noter que les mesures des différents instruments présentées sur ce graphique ont été réalignées sur les valeurs de TSI obtenues par la mission SORCE. Source : *Greg Kopp TSI website*

incluent en général de manière *ad hoc* les variations séculaires de l'activité solaire, ils reposent sur des indices solaires dont la fiabilité et la cohérence sur de longues périodes de temps sont difficiles à obtenir (USOSKIN, 2013; CLETTE et al., 2014).

Maintenant que nous avons vu les caractéristiques générales des variations de l'irradiance, penchons-nous sur les causes de ces variations.

2.2.2 Les causes de la variation de l'irradiance

L'irradiance solaire varie sur des échelles de temps variées, et les causes de ses variations ne sont pas uniques. Les variations se produisant sur des échelles de temps d'environ 5 min s'expliquent par les modes-p d'oscillation. Les variations ayant une durée comprise entre quelques minutes et quelques heures sont dues à l'évolution des cellules de granulation à la surface du Soleil. Les variations sur les échelles de temps les plus longues trouvent leurs origines dans les structures magnétiques solaires. Les échelles de temps entre 5 heures et 80 jours vont être liées à l'évolution des régions actives présentes sur le disque solaire. Une modulation de 28 jours est également visible et est liée à la traversée du disque par les structures solaires au cours de la rotation. Les effets de cette modulation sont particulièrement bien visibles sur la figure 2.2. Sur cette figure, qui représente l'évolution de la TSI depuis 1978, on observe de brusques diminutions de la TSI sous la forme de pics très étroits (par exemple entre 2004 et 2005). Ces pics

correspondent à la diminution de la TSI provoquée par le passage d'une tache sur le disque au cours de la rotation. Les variations sur des échelles de temps supérieures à 80 jours sont elles liées à l'avancement du cycle solaire. La figure 2.2 présente en plus de l'évolution de la TSI depuis 1978, l'évolution du nombre de taches solaires sur la même période. On observe bien que les variations de la TSI sur de longues périodes suivent l'évolution du cycle solaire.

L'irradiance est proportionnelle à la surface occupée par les structures, multipliées par leurs brillances intrinsèques. Outre la forte corrélation entre les variations d'irradiance et les variations du nombre de structures solaire², cette hypothèse est confirmée par l'habileté qu'ont les modèles basés sur ce principe à reconstruire les variations de l'irradiance (SOLANKI, KRIVOVA et HAIGH, 2013). Les taches solaires provoquant une diminution de l'irradiance (ce que l'on observe à l'échelle rotationnelle), on s'attendrait à ce que l'irradiance soit minimale quand le nombre de taches est maximal, donc lors du maximum solaire. Cependant c'est le contraire qui est observé, l'irradiance est maximale quand le nombre de taches est lui aussi maximal. L'explication de ce phénomène est liée aux facules, elles aussi suivent le nombre de taches solaires, mais les facules occupent une surface plus grande que les taches. Au final, l'excès de brillance apporté par les facules va contre-balancer la diminution de flux dû à la présence des taches solaires.

Les taches solaires tirent leur aspect sombre d'une inhibition par le champ magnétique du flux d'énergie en provenance de l'intérieur du Soleil (voir Chapitre 1). Mais on peut se demander pourquoi ce flux d'énergie ne contourne pas tout simplement le tube de flux de la tache. Dans ce cas les variations de l'irradiance au cours du cycle devraient être quasiment nulles. Même si l'on a bien observé de petits anneaux brillant autour des ombres des taches solaires (RAST et al., 2001 ; WALDMEIER, 1939), le flux d'énergie qui s'échappe de ces anneaux brillants ne représente que quelques pour cent de l'énergie bloquée par la tache solaire. En réalité l'énergie bloquée par les taches solaires se retrouve redistribuée dans la zone de convection, due à la grande conductivité thermique du plasma solaire, et sera progressivement réémise suivant l'échelle de temps de Kelvin-Helmholtz de la zone de convection, c'est-à-dire quelque 100000 ans (SPRUIT, 1982b ; SPRUIT, 1982a ; SPRUIT, 2000).

D'autres hypothèses ont été émises quand à l'origine des variations de l'irradiance, par exemple la présence d'ombre thermique due au champ magnétique horizontal (KUHN et al., 1998) ou encore à des oscillations de longue durée (≈ 1

2. observé via l'évolution du *Daily Sunspot Area* (DSA) pour les taches ou de l'indice de magnésium (Mg II) pour les facules

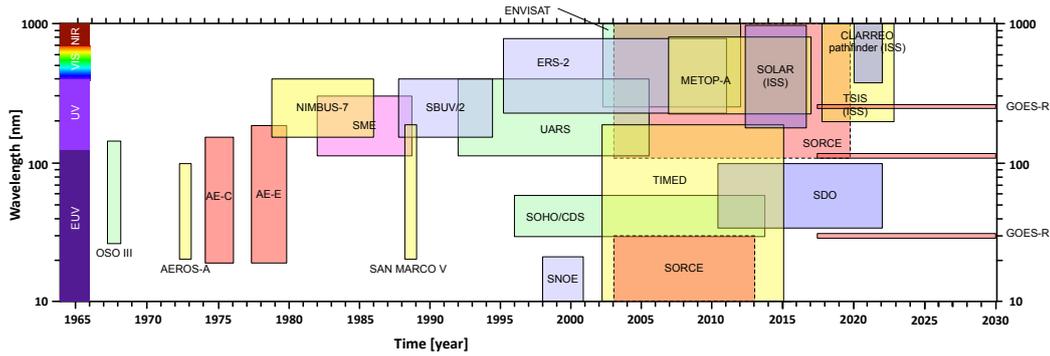


FIGURE 2.3 – Mission d’observation de la SSI de 1978 à 2017.

Source : T. Dudok de Wit (*private communication*)

mois) pilotées par la force de Coriolis (mode r) (WOLFF et HICKEY, 1987). Aucune de ces hypothèses ne permet d’expliquer plus que quelques pour cent des variations de l’irradiance, tandis que la présence et l’évolution des structures magnétiques à la surface du Soleil expliquent plus de 90% des variations de la TSI (SOLANKI, KRIVOVA et HAIGH, 2013). Il n’est cependant pas exclu qu’un de ces phénomènes, ou un phénomène encore inconnu contribue de manière significative aux variations de l’irradiance (par exemple une évolution du rayon solaire (SOFIA et LI, 2001)).

2.3 Observations et modèles

Dans cette section, nous allons nous concentrer sur les observations et sur les principaux modèles d’irradiance. Nous évoquerons aussi les différences et problèmes dont souffrent les données et les modèles, et qui justifient les travaux que j’ai entrepris durant ma thèse.

2.3.1 Les mesures d’irradiance

Les mesures de la TSI ont commencé en 1978 et se sont depuis succédées en continu. L’une des premières découvertes fut la variabilité de l’irradiance solaire, considérée jusque là comme constante et appelée « constante solaire ». Les mesures de SSI ont débuté durant la même période, mais elles ne couvrent l’intégralité du spectre solaire de manière continue que depuis le début des années 2000 (Fig. 2.3).

La TSI est mesurée à l’aide de cavités radiométriques qui absorbent l’intégralité de la lumière émise par le Soleil. Cette énergie est ensuite mesurée, par exemple, via des bolomètres à l’intérieur de la cavité. L’un des principaux problèmes pouvant toucher ce type d’instrument est la lumière diffusée, notamment

par l'orifice d'entrée de l'instrument.

Les mesures de SSI peuvent se faire de plusieurs manières. Par exemple, l'instrument *Solar Stellar Irradiance Comparison Experiment* (SOLSTICE, (MCCLINTOCK, ROTTMAN et WOODS, 2005)) à bord du satellite *Solar Radiation and Climate Experiment* (SORCE, (ROTTMAN, 2005)) utilise un réseau de diffraction pour séparer les différentes longueurs d'onde du spectre solaire, puis des tubes photomultiplicateurs afin d'obtenir l'intensité du rayonnement solaire dans chaque longueur d'onde. D'autres instruments, comme l'instrument *Extreme ultraviolet Photometer System* (XPS, (WOODS, ROTTMAN et VEST, 2005)) sur SORCE, utilisent des filtres pour sélectionner des bandes de longueurs d'onde du spectre solaire, dont l'intensité est ensuite mesurée par des photodiodes. Le problème majeur qui touche les instruments de SSI provient de la dégradation des parties optiques qui les composent, notamment en UV où l'on observe un obscurcissement progressif des optiques.

Les mesures de TSI et de SSI sont fondamentales pour les modèles climatiques. Afin de permettre la distinction entre les effets climatiques liés aux modifications de la TSI des autres causes de variations de notre climat, les mesures de TSI doivent avoir une précision supérieure à 0,01% de la valeur moyenne de la TSI et ne pas subir de dégradation supérieure à 0,001% par an (KOPP, 2014). Dans le cas de la SSI, la précision et la dégradation nécessaire pour que ces mesures soient utilisées dans les modèles climatiques ne sont pas clairement définies, mais KOPP, 2014 propose comme estimation préliminaire d'utiliser les mêmes valeurs de précision et de stabilité que pour les mesures de TSI. Pour l'instrument *Spectral Irradiance Monitor* (SIM) à bord du satellite *Total and Spectral Solar Irradiance Sensor* (TSIS), la précision retenue pour les mesures de SSI est de 0,2% et la stabilité est de 0,05% par an pour $\lambda < 4000 \text{ \AA}$ et de 0,01% par an pour $\lambda > 4000 \text{ \AA}$ (CODDINGTON et al., 2016).

La principale cause d'incertitude sur les mesures de TSI et de SSI provient du bruit des instruments. Celui-ci peut être dû au bruit thermique qui affecte les photodiodes ou les bolomètres mesurant le flux solaire. Une autre source importante de bruit provient de la lumière diffusée au sein de l'instrument. Dans ce but, de gros efforts ont été faits sur l'instrument *Total Irradiance Monitor* (TIM, (KOPP, LAWRENCE et ROTTMAN, 2005)) sur SORCE, puis sur ses successeurs, afin de concevoir un design permettant de limiter la lumière diffusée au sein de l'instrument.

Un progrès important fut l'amélioration des moyens d'étalonnage au sol des instruments de TSI, notamment en faisant l'étalonnage de bout en bout des

instruments (tout d'abord avec SORCE/TIM, (KOPP, HEUERMAN et LAWRENCE, 2005)), puis tous les instruments de TSI suivant) et aussi avec la mise en fonction, en 2008, du *TSI Radiometer Facility* du LASP, au Colorado.

En ce qui concerne les instruments mesurant la SSI, l'étalonnage est encore à ce jour très complexe. Un grand soin est apporté à la conception des instruments, notamment pour réduire les effets de la lumière diffusée. De nouveaux outils d'étalonnage au sol ont également été mis au point, comme l'installation SIRCUS, mise en service au LASP en 2012. Cependant, cela ne permet pas de résoudre le problème de la dégradation des instruments, qui est le problème majeur des mesures de SSI. Pour améliorer la prise en compte de la dégradation des instruments, on peut utiliser une référence stable que l'instrument observera régulièrement. Ces sources stables peuvent être d'autres étoiles, comme pour SORCE/SOLSTICE, ou des fusées sonde, comme pour *Extreme Ultraviolet Variability Experiment* à bord du *Solar Dynamics Observatory* (PESNELL, THOMPSON et CHAMBERLIN, 2012). La redondance des mesures de SSI permet également de corriger les dégradations des instruments. Cette technique est cependant limitée à cause des trous dans la couverture spectrale et temporelle de la SSI (Fig. 2.3).

Cela ne permet pas résoudre le problème de la durée des séries de mesures, peu d'instruments ont couvert plus d'un cycle solaire et il est indispensable de combiner les résultats provenant de différents instruments pour observer des variations à long terme de l'irradiance. En ce qui concerne les mesures de TSI, le recouvrement des instruments, la bonne qualité de leur étalonnage au sol et la bonne connaissance des dégradations de l'instrument font que la reconstruction de séries temporelle depuis 1978 a pu être réalisée. En ce qui concerne les séries temporelles de SSI, la mauvaise connaissance de la dégradation des instruments, ainsi que la qualité de l'étalonnage au sol de ces instruments, font qu'il n'existe pas aujourd'hui de composite « officiel » de SSI. À ces difficultés s'ajoute le problème que les mesures de SSI n'ont pas été continues dans le temps (Fig. 2.3). Il est alors nécessaire de passer par des modèles de la SSI pour créer des séries temporelles continues dans le temps, mais aussi pour reconstruire la SSI et la TSI avant les premières mesures spatiales.

2.3.2 Les modèles d'irradiance

Les modèles d'irradiance ont été développés à la fin des années 80 et ont pour objectif de reconstruire l'irradiance aux époques où l'on ne dispose pas de mesures. Ces modèles se basent sur le fait que les variations de l'irradiance sont principalement dues à l'évolution des structures magnétique à la surface

du Soleil. L'idée est d'utiliser des observations des structures solaires pour en déduire les variations de l'irradiance. Il existe deux grands types de modèles d'irradiance, le premier type utilise des mesures indirectes et intégrées sur le disque solaire. Ils remontent à l'irradiance via une relation linéaire entre les indices de l'activité solaire³ et l'irradiance. Le second type de modèle d'irradiance utilise des images et des magnétogrammes du Soleil pour déterminer les différentes structures présentes à la surface du Soleil. Par la suite, grâce à des codes de transfert radiatif, ils attribuent à chaque structure une intensité et remontent à l'irradiance en intégrant ces structures sur l'ensemble du disque solaire.

Je vais maintenant décrire plus en détail le fonctionnement de deux de ces modèles : SATIRE-S et NRLSSI-2. Ces deux modèles sont les principaux modèles considérés pour les modèles climatiques (MATTHES et al., 2017). Le modèle SATIRE-S utilise des images et des magnétogrammes fournis par des satellites pour reconstruire l'irradiance, tandis que le modèle NRLSSI-2 utilise des indices solaires pour reconstruire l'irradiance.

Modèle SATIRE

Les modèles *Spectral And Total Irradiance REconstruction* (SATIRE, (FLIGGE, SOLANKI et UNRUH, 2000 ; KRIVOVA et al., 2009 ; YEO et al., 2014b)) ont été mis au point par l'institut Max Planck et toutes les versions reposent sur la détermination de la surface occupée par les structures solaires et leur assigner ensuite une intensité grâce à des codes de transfert radiatif. Cette démarche est similaire à celle du modèle *Solar Radiation Physical Modelling* (SRPM, (FONTENLA et al., 2009)), les différences principales entre ces deux modèles résident dans le nombre de structures considéré pour reconstruire l'irradiance⁴, les données utilisées pour déterminer les structures⁵ et les codes de transfert radiatif utilisé.

La version S du modèle SATIRE, que je critiquerai dans le chapitre 5, utilise des magnétogrammes et des images dans le continuum visible pour définir les structures solaires. Le modèle SATIRE-S définit 4 grands types de structure : le Soleil calme (QS), les facules, les pénombres et les ombres des taches solaires. La définition se fait par le biais de seuils sur les valeurs des images et des magnétogrammes. Les codes utilisés par SATIRE-S (UNRUH, SOLANKI et FLIGGE,

3. Les indices solaires sont des indicateurs permettant de suivre l'activité solaire. Ces indices sont par exemple le nombre de taches solaires, la surface couverte par les taches solaires, le flux solaire à 10,7 cm, ou le rapport entre l'intensité dans le cœur et les ailes de la raie Mg II.

4. SATIRE-S considère 4 structures, tandis que SRPM en considère 7.

5. SATIRE-S utilise des images et des magnétogrammes, tandis que SRPM utilise des images dans le visible et en UV, dans la raie Ca II K

1999) pour obtenir l'intensité des structures solaires sont : le modèle développé par KURUCZ, 1992 pour le Soleil calme (avec $T_{eff} = 5777 K$), les pénombres (avec $T_{eff} = 5400 K$) et les ombres (avec $T_{eff} = 4500 K$) et le modèle FAL-P de FONTENLA, AVRETT et LOESER, 1993 pour les facules. La SSI est définie dans ce modèle comme :

$$SSI(\lambda, t) = \sum_{\text{Pixels } i} I_i(\lambda) \quad (2.8)$$

Avec I_i l'intensité du pixel, i définis comme :

$$I_i(\mu, \lambda) = (1 - \alpha^{peno} - \alpha^{omb} - \alpha^{fac}(B)) \times I_{QS}(\mu, \lambda) + \alpha^{peno} \times I_{peno}(\mu, \lambda) + \alpha^{omb} \times I_{omb}(\mu, \lambda) + \alpha^{fac}(B) \times I_{fac}(\mu, \lambda) \quad (2.9)$$

L'équation 2.9 donne l'intensité d'un pixel i sur le disque solaire. L'intensité de ce pixel est une combinaison linéaire de l'intensité associée à chacune des 4 structures définies par le modèle pondérée par un poids α_i nommé *filling factor*. Ce *filling factor* correspond au pourcentage du pixel rempli par une structure donnée. Suivant les structures, ce *filling factor* peut prendre plusieurs valeurs. Dans le cas d'une ombre ou d'une pénombre, le *filling factor* vaut soit 0, soit 1. Cette valeur est déterminée par des seuils magnétique et photométrique dans le visible, qui permettent de classifier les structures présente sur le Soleil (Section 5.1.1).

Supposons un pixel où le *filling factor* associé à la structure ombre vaut 1, ceci veut dire que le pixel est intégralement rempli par l'ombre d'une tache et donc les *filling factor* associés aux autres structures valent 0. L'intensité de ce pixel s'écrit comme suit :

$$\begin{aligned} I_{omb}(\mu, \lambda) &= 0 \times I_{QS}(\mu, \lambda) + 0 \times I_{peno}(\mu, \lambda) + 1 \times I_{omb}(\mu, \lambda) + 0 \times I_{fac}(\mu, \lambda) \\ &= I_{omb}(\mu, \lambda) \end{aligned} \quad (2.10)$$

Dans le cas des ombres et des pénombres, le pixel est soit entièrement rempli par la structure, soit entièrement vide de celle-ci. Pour les facules, le *filling factor* va augmenter linéairement avec le champ magnétique comme illustré sur la figure 2.4. Jusqu'à un seuil, nommé B_{sat} , le *filling factor* augmente linéairement avec $\frac{B}{B_{sat}}$, modulant ainsi l'intensité du pixel en fonction du champ magnétique. Ceci est censé reproduire l'augmentation progressive de l'intensité du réseau photosphérique, via un remplissage progressif du pixel considéré par des facules. Dans ce cas le *filling factor* correspond au pourcentage du pixel rempli par des facules, le reste du pixel étant considéré rempli par du soleil calme. Au-delà

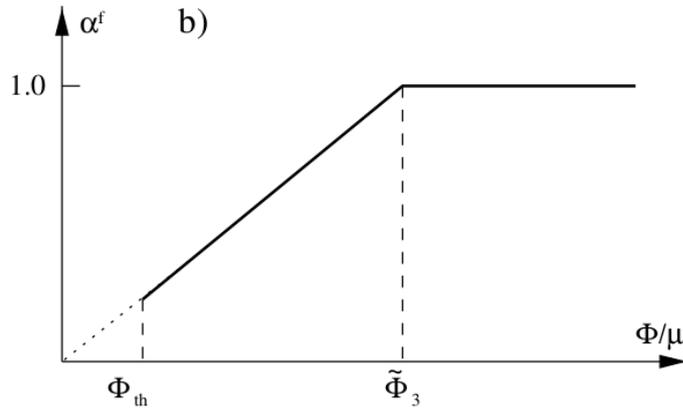


FIGURE 2.4 – Évolution du filling factor des facules correspondant au réseau photosphérique utilisé par le modèle SATIRE-S.

Source : FLIGGE, SOLANKI et UNRUH, 2000

de la valeur B_{sat} , le pixel est considéré saturé par les facules et le *filling factor* devient alors égal à 1 quelle que soit la valeur du champ magnétique. L'intensité d'un pixel de facule va donc s'écrire comme :

$$I_{fac}(\mu, \lambda) = \left(1 - \frac{B}{B_{sat}}\right) \times I_{QS}(\mu, \lambda) + \frac{B}{B_{sat}} \times I_{fac}(\mu, \lambda) \quad (2.11)$$

Pour finir, il est important de remarquer que pour les longueurs d'ondes que nous étudions par la suite, le modèle SATIRE-S ne calcule pas directement la SSI. Pour les longueurs d'onde entre 1150\AA et 1800\AA , le modèle effectue une réévaluation de la SSI obtenue avec celle mesurée entre 1640\AA et 1740\AA (YEO et al., 2014b) :

$$SSI(1150\text{\AA} < \lambda < 1800\text{\AA}) = k \times SSI(1640\text{\AA} < \lambda < 1740\text{\AA}) \quad (2.12)$$

$$\begin{aligned} &= k \times \sum_i^{\text{pixels}} \sum_s^{\text{structures}} \alpha_{i,s} I_s^{1640\text{\AA}-1740\text{\AA}} \\ &= \sum_i^{\text{pixels}} \sum_s^{\text{structures}} \alpha_{i,s} (k \times I_s^{1640\text{\AA}-1740\text{\AA}}) \end{aligned} \quad (2.13)$$

Comme le montre l'équation 2.13, cela revient à réévaluer d'un facteur k l'intensité (ou le contraste) de chaque structure du modèle fourni par les modèles de transfert radiatif à partir des observations. Le facteur k est déterminé de manière expérimentale en comparant les résultats du modèle SATIRE-S et les observations entre 1640\AA et 1740\AA .

Modèle NRLSSI-2

Le modèle NRLSSI-2 CODDINGTON et al., 2016 est un modèle mis au point au LASP et repose sur une relation linéaire entre les variations d'indices solaires et celles de la SSI (et de la TSI). Le modèle NRLSSI-2 définit la SSI à une longueur d'onde λ et à un instant t comme :

$$I(\lambda, t) = I_{QS}(\lambda) + \Delta I_F(\lambda, t) + \Delta I_S(\lambda, t) \quad (2.14)$$

avec $I_{QS}(\lambda)$ le niveau basal de la SSI, $\Delta I_F(\lambda, t)$ la contribution à la SSI provenant des facules et $\Delta I_S(\lambda, t)$ celle provenant des taches. Le niveau basal correspond à la SSI provenant d'un Soleil entièrement recouvert de Soleil calme et est déterminé via les mesures de l'irradiance en période de minimum solaire. Les contributions provenant des facules et des taches sont déterminées de la manière suivante :

$$\Delta I_F(\lambda, t) = c_F(\lambda) + d_F(\lambda) \times [F(t) - F_Q + \Delta F(t)] \quad (2.15)$$

$$\Delta I_S(\lambda, t) = c_S(\lambda) + d_S(\lambda) \times [S(t) - S_Q + \Delta S(t)] \quad (2.16)$$

Les coefficients $c_F(\lambda)$, $d_F(\lambda)$, $c_S(\lambda)$ et $d_S(\lambda)$ sont les coefficients du modèle permettant de relier une variation des indices solaire à une variation d'irradiance. Ils sont déterminés via un ajustement des résultats du modèle avec les observations de la SSI, notamment celle faite par SORCE/SIM et SORCE/SOLSTICE. F_Q et S_Q correspondent au niveau des indices solaires lors du minimum d'activité.

$F(t)$ et $S(t)$ correspondent aux contributions des facules et des taches à un instant donné. Pour les facules, cette contribution est dérivée de l'indice Mg II, qui utilise le rapport entre le cœur de la raie Mg II et les ailes de la raie pour suivre l'évolution des facules sur tout le disque solaire. Pour les taches, on utilise à la fois leurs positions et leur surface sur tout le disque pour obtenir leur contribution $S(t)$.

Les paramètres $\Delta F(t)$ et $\Delta S(t)$ sont des paramètres d'ajustement permettant de respecter les trois relations suivantes :

$$T(t) = \int_{\lambda_0}^{\lambda_\infty} I(\lambda, t) d\lambda \quad (2.17)$$

$$\Delta T_F(t) = \int_{\lambda_0}^{\lambda_\infty} \Delta I_F(\lambda, t) d\lambda \quad (2.18)$$

$$\Delta T_S(t) = \int_{\lambda_0}^{\lambda_\infty} \Delta I_S(\lambda, t) d\lambda \quad (2.19)$$

L'équation 2.17 correspond à la définition de la TSI comme l'intégrale sur toutes les longueurs d'onde de la SSI. L'équation 2.18 (respectivement l'équation 2.19) stipule que la contribution des facules (resp. des taches) à la TSI est égale à l'intégrale sur toutes les longueurs d'onde des contributions individuelles des facules (resp. des taches) à la SSI. Dans le cas où $F(t)$ et $S(t)$ sont des indicateurs idéaux des contributions des facules et des taches à toutes les longueurs d'onde, alors $\Delta F(t) = \Delta S(t) = 0$.

2.3.3 Accord entre les observations et les modèles

Dans cette section, nous présentons l'accord entre les différents modèles et l'observation. Je me baserai sur les travaux de ERMOLLI et al., 2013 qui comparent le plus large échantillon de modèle et d'observations.

La figure 2.5 (ERMOLLI et al., 2013) montre les contributions de la SSI aux variations de la TSI dans différents domaines de longueur d'onde observée et prédite par plusieurs instruments. On observe que les contributions de SSI dans un même domaine de longueur d'onde diffèrent suivant l'instrument que l'on considère. Par exemple, les observations de ENVISAT/SCIAMACHY (BOVENSMANN et al., 1999) montrent une variation bien moins importante de la SSI que les données de SORCE/SIM⁶ ou UARS/SUSIM (BRUECKNER et al., 1993).

Si l'on regarde l'accord entre les modèles et les observations, on observe de grandes différences entre les contributions à la TSI prédites et observées. Dans la bande 220-400 nm et au cours de la période 2004-2008, les modèles NRLSSI, SATIRE et COSI prédisent variation de 1% de la SSI, tandis que les observations faites par SORCE/SIM et SORCE/SOLSTICE donnent une variation de 4% et 7% respectivement ERMOLLI et al., 2013.

Dans le domaine visible, entre 400 nm et 700 nm, on observe un bon accord entre les amplitudes des différents modèles et instruments⁷. Les différences les plus importantes sont observées dans l'UV entre 220-400 nm. Pour les longueurs d'onde plus courtes, les observations et les résultats des modèles ne montrent pas de différences importantes (MATTHES et al., 2017; HABERREITER et al., 2017).

Ces différences entre les modèles et les observations nous amènent à tenter de mieux contraindre les modèles d'irradiance. Pour cela nous nous proposons

6. Cela même après la réanalyse des données (WOODS, 2012).

7. On note cependant que les mesures de SORCE dans la gamme 400-700 nm est en complet désaccord avec les autres mesures et les modèles. Ceci provient probablement d'erreur dans les mesures fournies par SORCE (HABERREITER et al., 2017).

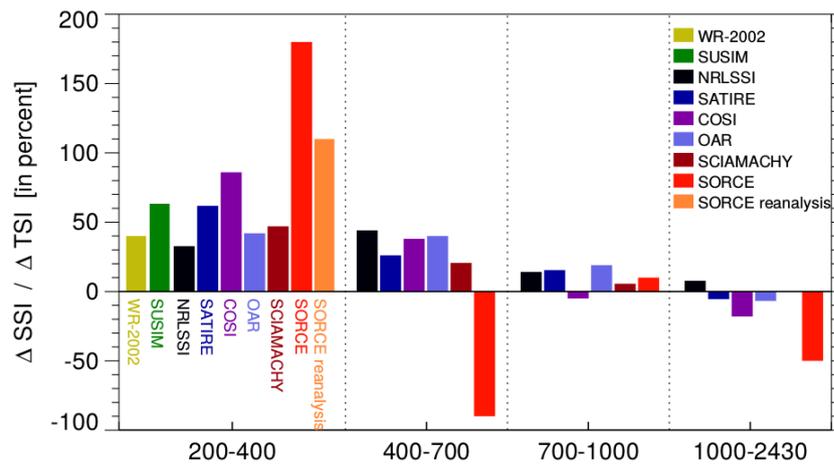


FIGURE 2.5 – Comparaison des variations de la SSI au cours du cycle dans différentes bandes spectrales prédites par différents modèles et observées. Les variations de la SSI sont ici exprimées en pourcentage de la variation de la TSI. Source : ERMOLLI et al., 2013

dans cette étude d'étudier les variations du contraste des structures en fonction de leurs positions, leurs champs magnétiques et le temps.

2.4 Conclusion

L'irradiance correspond à la quantité d'énergie émise par le Soleil divisée par la surface d'une sphère de rayon d'une unité astronomique. L'irradiance n'est pas constante dans le temps et montre des variations réparties sur une grande variété d'échelles de temps. L'irradiance présente notamment des variations au cours du cycle solaire, où elle suit le nombre de taches solaires. Les variations de l'irradiance s'expliquent par les changements de la surface couverte par les structures solaires au cours du cycle. Au moment du maximum solaire, un grand nombre de taches sont présentes à la surface, ce qui provoque une diminution de l'irradiance, mais celle-ci est compensée par l'émission provenant des facules entourant les taches et dont la surface est supérieure à celles de taches.

L'observation de l'irradiance a débuté en 1978, et se poursuit depuis de manière continue pour l'irradiance solaire totale (TSI). Pour l'irradiance solaire spectrale (SSI), les relevés présentent des discontinuités dans leurs couvertures spectrale et temporelle. Pour obtenir des valeurs d'irradiance quand nous ne disposons pas d'observations, nous recourons à des modèles. Il existe deux types principaux de modèles d'irradiance, le premier utilise des observations intégrées sur l'ensemble du disque solaire, tandis que le second utilise des données spatialement résolues pour remonter à l'irradiance. La comparaison entre l'amplitude de variations prédites par les modèles et les amplitudes observées montre de larges désaccords, notamment dans le domaine UV.

Le but de ce travail est d'apporter de nouvelles contraintes aux modèles d'irradiance, via l'observation du contraste des structures solaires. Nous nous intéressons particulièrement au domaine UV, où peu d'études sur le contraste des structures ont été réalisées, et où l'on observe de forts désaccords entre les modèles et les observations.

Chapitre 3

Instruments et données

Ce chapitre présente les données utilisées dans cette présente étude. Il se divise en quatre parties principales, la première présente le satellite *Solar Dynamics Observatory* (SDO) et les instruments de ce dernier qui nous ont fourni les données utilisées ici. La deuxième partie décrit les données que nous avons utilisé et les biais dont souffrent ces données et que nous avons cherché à éliminer. La troisième partie décrit les algorithmes mis en œuvre pour corriger les biais précédemment décrits, mais aussi pour obtenir les contrastes solaires. Pour finir, la quatrième partie présente les caractéristiques et les particularités des variations centre-bord (*centre to limb variations*, CLV) que nous avons mesurées lors de la correction des biais des données. Nous présentons notamment l'évolution temporelle de ces CLV.

3.1 Solar Dynamics Observatory

SDO (PESNELL, THOMPSON et CHAMBERLIN, 2012) est un observatoire solaire spatial lancé par la NASA le 11 février 2010 dans le cadre du programme *Living with a star*. Il est sur une orbite géosynchrone à 36000 km d'altitude et incliné de 27,89°. SDO est équipé de trois instruments :

- *Atmospheric Imaging Assembly* (AIA) est un imageur observant le Soleil dans 10 longueurs d'onde, avec une cadence maximale de 12 secondes.
- *Helioseismic and Magnetic Imager* (HMI) est un instrument permettant d'obtenir le champ magnétique à la surface du Soleil. Il produit aussi des images solaires dans le continuum visible.
- *Extreme ultraviolet Variability Experiment* (EVE) est un capteur mesurant la SSI entre 0,1-105 nm avec une résolution spectrale de 0,1 nm et à une cadence de 20 secondes.

Nous avons utilisées pour ce travail les données provenant de SDO/AIA pour les images dans l'UV et de SDO/HMI pour les magnétogrammes et les images dans le visible. Les mesures de SSI que nous avons utilisées dans les

comparaisons présentées au chapitre 5 proviennent de l'instrument SOLSTICE à bord du satellite SORCE. Nous n'avons pas utilisé les données provenant de SDO/EVE, puisque celui-ci ne couvre pas les longueurs d'onde qui nous intéressent.

Atmospheric Imaging Assembly L'instrument SDO/AIA (LEMEN et al., 2012), développé par Lockheed Martin, est un ensemble de 4 télescopes Cassegrain de 20 cm. Chacun de ces télescopes couvre un champ de vue de $41'$, permettant ainsi à l'instrument SDO/AIA d'observer tout le disque solaire jusqu'à $0,5 R_{\odot}$ au-delà du limbe. Chacun des quatre télescopes de SDO/AIA observe un minimum de deux longueurs d'onde différentes, ceci permet à l'instrument d'observer un total de 10 longueurs d'onde, principalement dans l'UV. Un même demi-télescope acquiert les images dans l'UV à 1600 \AA et 1700 \AA , et dans le visible à 4500 \AA .

Chaque télescope est doté d'un miroir de 20 cm de diamètre et a une focale de 4,125 m (soit un rapport f/D de 20). Il est doté d'une roue à filtre permettant de sélectionner la longueur d'onde désirée et d'un capteur CCD de 4096×4096 pixels. Ceci permet à SDO/AIA d'avoir une résolution spatiale de $0,6''$ par pixel et une cadence temporelle de 12 secondes en EUV et 24 secondes en UV.

Helioseismic and Magnetic Imager L'instrument SDO/HMI (SCHERRER et al., 2012; SCHOU et al., 2012), développé par l'université de Stanford est un instrument basé sur un interféromètre de Michelson dont le but est d'observer le champ magnétique solaire. SDO/HMI acquiert des images du Soleil dans six positions dans la raie Fe I à 6173 \AA . À partir de ces images, il est possible d'obtenir diverses observables, dont le champ magnétique le long de la ligne de visée et l'intensité dans le continuum de la raie Fe I. Ces observables sont obtenues grâce à un code d'inversion basé sur les codes utilisés par Michelson Doppler Imager (MDI) à bord du satellite *Solar and Heliospheric Observatory* (SOHO) (COUVIDAT et al., 2016). Les magnétogrammes et les images sont obtenus à une cadence 45 s et leurs pixels ont une taille angulaire de $0,5''$.

3.2 Données SDO/HMI et SDO/AIA utilisées

Dans cette section nous présentons les données employées dans cette étude. Nous présentons notamment les lieux de formations et les périodes de temps que nous avons considérés. Nous présentons aussi les biais instrumentaux présents dans nos données et qui devront être corrigés.

3.2.1 Données

Dans cette étude, nous souhaitons étudier les caractéristiques des contrastes des structures photosphériques dans le domaine UV. Pour cela nous avons sélectionné les images (level 1) provenant des canaux à 1600 Å et 1700 Å de SDO/AIA. Les filtres utilisés pour obtenir les observations à 1600 Å et 1700 Å sont centrés respectivement sur les longueurs d'onde 1600 Å et 1700 Å et ont, tous deux, une bande passante de 200 Å. L'émission à 1600 Å est une émission provenant de l'émission corps noir de la photosphère impactée par l'opacité du silicium neutre à 430 km au-dessus de la surface¹ (FOSSUM et CARLSSON, 2005 ; PHILLIPS, 2008). À cette émission s'ajoute une émission provenant de la région de transition liée à la raie C IV (HANDY et al., 1999 ; LEMEN et al., 2012). L'émission à 1700 Å provient également de l'émission corps noir de la photosphère, mais elle est cette fois impactée par l'absorption du silicium neutre à 360 km d'altitude (FOSSUM et CARLSSON, 2005 ; PHILLIPS, 2008). En plus des longueurs d'onde UV, nous utilisons les données (level 1) dans le visible fournies par SDO/HMI à 6173 Å (correspondant à une altitude de 20 km (NORTON et al., 2006)), et les magnétogrammes le long de la ligne de visée (LOS) fournis par SDO/HMI. Nous utilisons des données dans le visible pour : 1) pouvoir comparer les contrastes dans le visible à ceux que nous obtenons dans l'UV. 2) Les définitions des structures solaires utilisées par les modèles de SSI reposent sur des observations dans le visible ; les données dans le visible sont donc indispensables pour définir les structures solaires. 3) Des études similaires ayant été réalisées dans le visible, nous souhaitons pouvoir comparer nos résultats avec ces études.

Le jeu de données que nous avons finalement retenu s'étend du 7 août 2010 au 31 décembre 2016, soit sur 6 ans et 5 mois. Au départ, j'avais proposé de considérer un point de mesure tous les 14 jours, mais ce pas de temps correspondant à la moitié de la rotation solaire, nous avons choisi de considérer un pas de 5 jours entre les observations. La série temporelle de contraste que nous avons à notre disposition comprend 467 points de mesures réparties sur plus de 6 ans, nous avons donc à notre disposition une statistique bien plus importante que celles présentées dans de précédentes études.

La figure 3.1 illustre l'aspect du Soleil dans les différentes longueurs d'onde que nous avons sélectionnées, ainsi que l'aspect des magnétogrammes que nous employons.

1. L'altitude 0 est définie comme l'altitude à laquelle $\tau_{5000\text{Å}} = 1$.

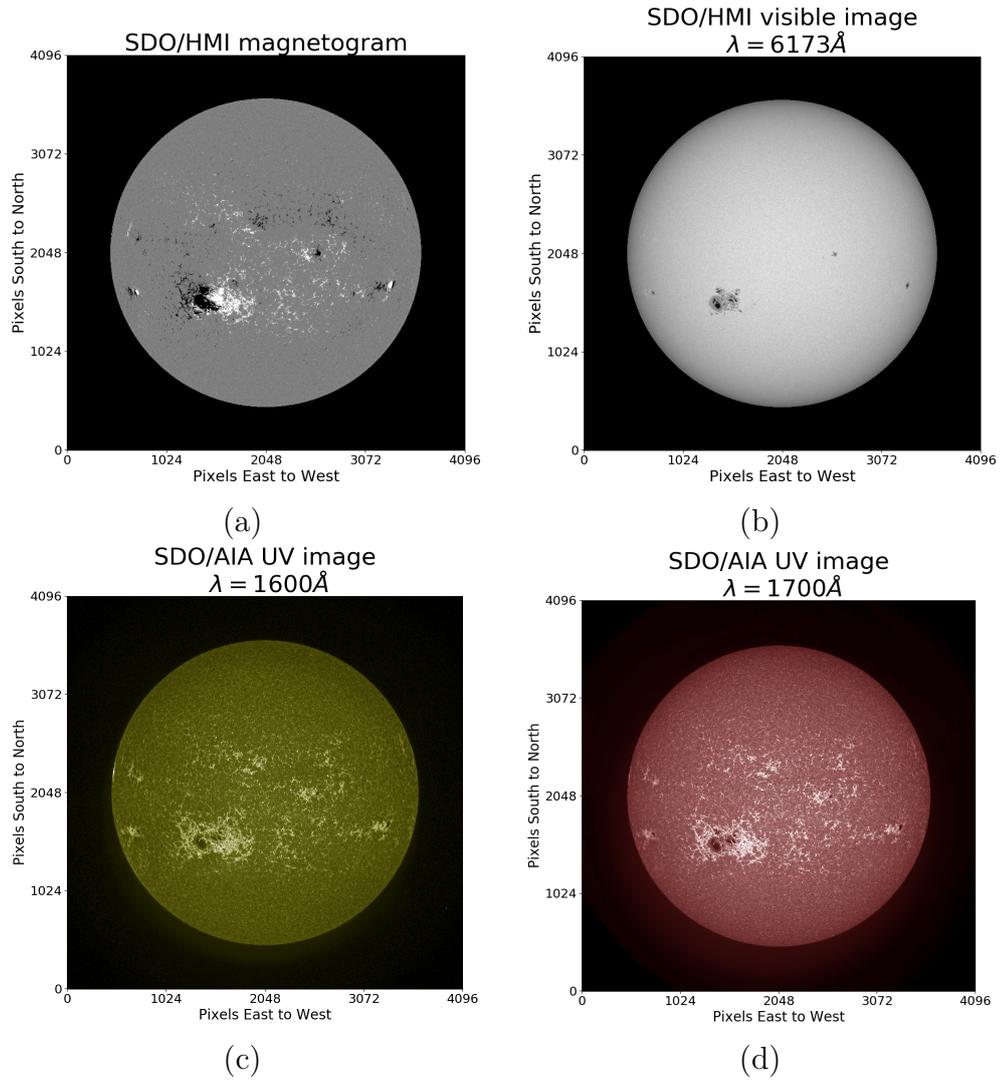


FIGURE 3.1 – Aspect d'un magnétogramme solaire (a), et du Soleil dans les trois longueurs d'ondes que nous utilisons, 6173 Å (b), 1600 Å (c) et 1700 Å (d).

3.2.2 Biais des données et objectifs des traitements

Notre objectif est de mener une étude du contraste des structures solaires dans l'UV en fonction de la position sur le disque, du champ magnétique et du temps. Il nous faut donc éliminer tous les biais créant des variations temporelles et spatiales du contraste. Nous supposons qu'aucun biais instrumental n'affecte les valeurs de champ magnétique fournies par SDO/HMI.

Nous savons que les images provenant de SDO/HMI et SDO/AIA présentent des erreurs d'alignement. Une partie de ces décalages sont pris en compte par la routine *aia_prep.pro* de la librairie *SolarSoft*, mais un décalage résiduel pouvant atteindre 2 pixels peut être observé à la sortie de la routine *aia_prep.pro* (ORANGE et al., 2014). Des tests à partir des images dans le visible et des magnétogrammes de SDO/HMI nous ont permis de déterminer qu'une erreur d'alignement de 1 pixel peut causer une erreur relative sur les courbes de contraste dans le visible en fonction du champ magnétique de 2,6% en moyenne au centre du disque et pour un B/μ donné. Il est donc impératif d'améliorer l'alignement fait par la routine *aia_prep.pro* afin d'obtenir la meilleure précision possible sur nos contrastes. Cette correction ne doit s'effectuer que sur les images provenant de SDO/AIA. Les magnétogrammes et les images provenant de SDO/HMI étant calculés à partir du même jeu d'images prises dans la raie Fe I, ils ne présentent aucun décalage.

L'intensité des pixels des images utilisées dans cette étude présente aussi une forte dépendance avec la position. Cette dépendance est liée à l'absorption que subit la lumière provenant de la photosphère lorsqu'elle traverse l'atmosphère solaire. Au limbe, l'épaisseur de l'atmosphère solaire étant plus importante qu'au centre du disque, la lumière provenant du limbe subit une absorption plus forte que celle provenant du centre du disque. Cet effet est à corriger si nous voulons étudier le comportement du contraste des structures en fonction de leurs positions.

Les données SDO/AIA ont subi divers changements de flatfield durant les 6 ans que l'on considère (BOERNER et al., 2014). Ces changements introduisent des biais dans le comportement du contraste en fonction de la position, mais aussi dans le temps. Le changement de flatfield a pour effet de modifier la réponse de l'instrument et donc la relation entre l'intensité des pixels des images SDO/AIA et le contraste. En plus de ces changements de flatfield, SDO/AIA et SDO/HMI ont subi des dégradations au cours du temps. Il nous faut supprimer ces dégradations et ces changements dans les flatfield pour pouvoir étudier l'évolution du contraste en fonction du temps.

Pour finir, nous avons appris peu de temps avant la fin de cette thèse, lors du symposium SORCE, que l'instrument SDO/HMI souffre de lumière diffusée. CRISCUOLI, NORTON et WHITNEY, 2017; YEO et al., 2014a montrent que la lumière diffusée affecte les valeurs de contraste et de champ magnétique fournies par SDO/HMI. Même si aucune étude n'a été faite pour étudier la lumière diffusée au sein de l'instrument SDO/AIA, nous avons de forts soupçons quant à la présence de ces dernières dans l'instrument (BOERNER et al., 2012). Cependant, comme nous le montrerons dans la section 4.5.2, ces lumières parasites n'ont pas d'impact sur les résultats de nos comparaisons avec les modèles.

3.3 Traitement de nos données

Cette section présente la chaîne de traitement permettant de corriger les biais présents dans nos données et décrits dans la section précédente (Sect. 3.2.2). La chaîne de traitement décrite dans cette section est illustrée dans la figure 3.2, et la différence entre les images avant et après traitement est montrée dans la figure 3.3. Nous présentons tout d'abord les étapes préliminaires de traitement comprenant notamment l'alignement fin des données SDO/HMI et SDO/AIA. Nous décrivons ensuite l'algorithme pour calculer le bruit des magnétogrammes, qui sera utilisé pour déterminer les régions de Soleil calme présentes sur nos images. Sur ces régions nous pourrions calculer la variation de l'intensité du Soleil calme et ainsi évaluer l'impact de l'assombrissement centre bord et des changements dans le flatfield des instruments (changement du flatfield et dégradations). Pour finir, nous définirons le contraste des pixels.

3.3.1 Prétraitement et alignement des images

La première étape du traitement des données est l'utilisation de la routine *aia_prep.pro* provenant de la librairie *SolarSoft*. Cette routine permet de faire passer nos données du level 1 au level 1.5 en corrigeant les flatfields² et les darks³ des images, et aussi d'aligner les données SDO/HMI et SDO/AIA. Cet alignement n'est précis qu'à ± 2 pixels (soit $\pm 1''$, (ORANGE et al., 2014)) et cette précision n'est pas suffisante pour notre étude (Sect. 3.2.2). Cette routine corrige aussi les différences de résolution et d'orientation entre les données SDO/HMI

2. Le flatfield, ou champ plat en français, mesure les inhomogénéités du détecteur et du système optique. Il est obtenu via l'observation d'un champ de lumière uniforme.

3. Le dark, ou courant d'obscurité en français correspond au courant résiduel observé dans le détecteur quand celui-ci n'est exposé à aucune lumière.

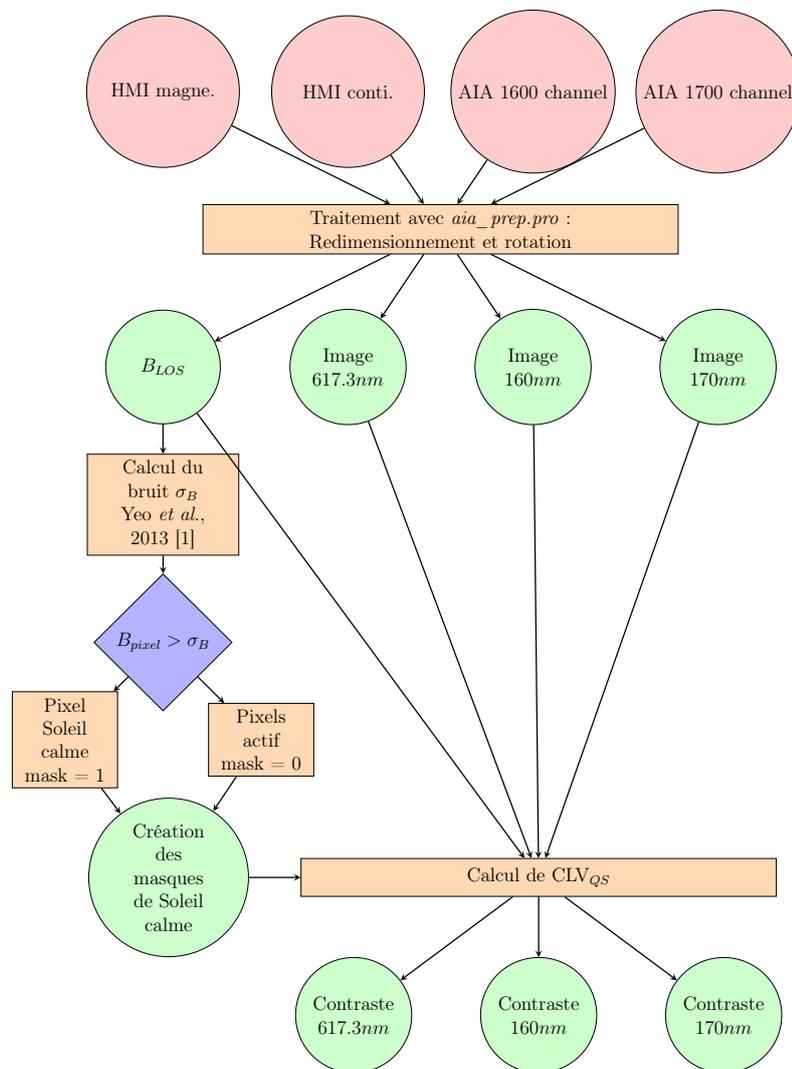


FIGURE 3.2 – Chaîne de traitements utilisée pour déterminer les contrastes des structures à partir des données SDO. Chaque étape de cet algorithme de traitement sera détaillée dans la suite.

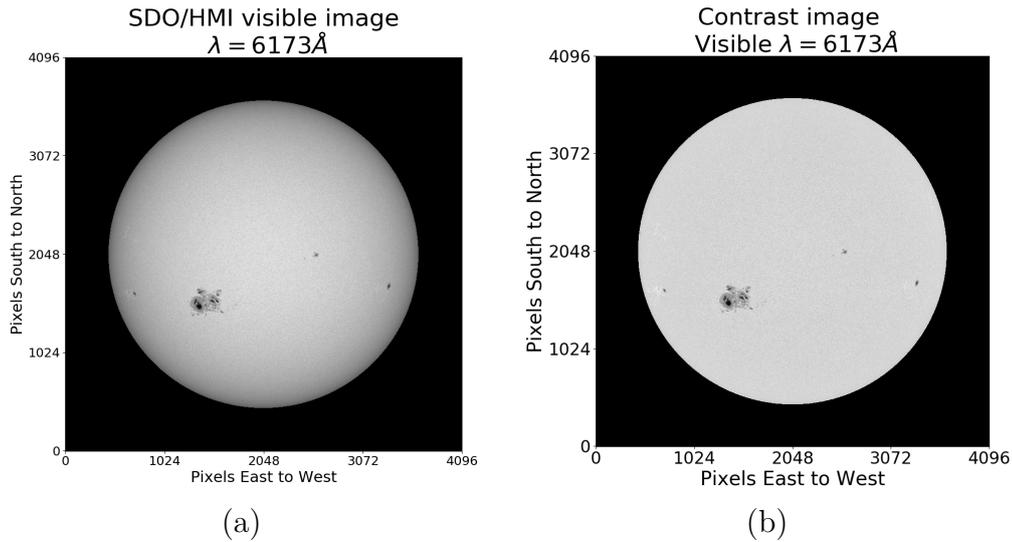


FIGURE 3.3 – Image du Soleil acquise par SDO/HMI avant traitement (a) et après traitement (b).

et SDO/AIA. Elle va réajuster la résolution des données SDO/HMI à la résolution de SDO/AIA, soit $0,6''$ par pixel, et tourner de 180° les images et les magnétogrammes SDO/HMI.

Pour améliorer l’alignement effectué par *aia_perp.pro* nous avons en premier lieu utilisé la routine *shc.pro* mise au point par Rob Rutten. L’observation des décalages calculés par cette routine présente de nombreuses aberrations, avec des décalages prédits supérieurs ou égaux à 10 pixels. Outre le fait que ces décalages sont cinq fois supérieurs à ceux reportés dans ORANGE et al., 2014, ces décalages sont inobservables lorsque l’on compare directement les données SDO/HMI et SDO/AIA. Afin d’obtenir un alignement précis, j’ai développé un autre code d’alignement basé sur la corrélation linéaire entre les magnétogrammes SDO/HMI et les images SDO/AIA. Ce code définit la corrélation entre une image I et un magnétogramme M comme :

$$C = \left\langle \frac{(I - \langle I \rangle) (|M| - \langle |M| \rangle)}{\sigma(I)\sigma(|M|)} \right\rangle \quad (3.1)$$

Ce coefficient est calculé sur une zone de 512×512 pixels au centre du disque et le décalage entre le magnétogramme M et l’image I est défini comme celui minimisant la corrélation définie par l’équation 3.1. Le coefficient C est mesuré avec un pas de un pixel, les résultats sont ensuite interpolés avec un pas de 1/100ème de pixels via une interpolation cubique. Malgré le fait que la corrélation entre les images dans le visible et les magnétogrammes soit peu

Longueur d'onde		Min	Max	Médiane	IQR
1600Å	x axis	-2.6	2.15	-0.2	0.6
	y axis	-2.65	0.05	-0.95	0.28
1700Å	x axis	-2.55	2.15	-0.15	0.55
	y axis	-2.7	0.05	-1	0.25

TABLE 3.1 – Ce tableau fournit les valeurs minimale, maximale, médiane et l'interquartile (IQR).

pertinente du fait de la grande différence entre les structures visibles sur les magnétogrammes et sur les images dans le visible ; dans l'UV, du fait de la bonne visibilité du réseau, les structures visibles sur les images et les magnétogrammes sont similaires et cela rend la corrélation plus robuste. Cette technique d'alignement donne un décalage résiduel entre les données SDO/AIA et SDO/HMI compris entre 0 et 2 pixels, c'est-à-dire un décalage correspondant bien à la précision d'alignement de la routine *aia_prep.pro*. Les décalages observés sont résumés dans la Table 3.1⁴.

3.3.2 Bruit des magnétogrammes SDO/HMI

Pour supprimer les effets de l'assombrissement centre bord, ainsi que le flat-field résiduel des instruments, il nous faut calculer comment une plage d'intensité uniforme évolue du centre vers le limbe. Nous avons choisi d'étudier l'évolution de l'intensité du Soleil calme du centre vers le limbe. Nous supposons que le Soleil calme doit avoir une intensité lumineuse uniforme sur l'ensemble du disque puisqu'il n'est soumis à aucun champ magnétique. Nous définissons le Soleil calme comme tous les pixels dont le champ magnétique est plus faible que trois fois le bruit des magnétogrammes. Il nous faut donc évaluer le bruit de ces derniers. Pour cela nous utilisons un algorithme présenté par YEO, SOLANKI et KRIVOVA, 2013. Les étapes de cet algorithme sont les suivantes :

- 1 diviser les magnétogrammes en petites zones, nous avons choisi de diviser le Soleil en anneaux concentriques. Le fait d'utiliser des anneaux concentriques implique que nous supposons que le bruit des magnétogrammes varie de manière radiale. Nous examinerons dans la section 3.4.1 la validité et l'impact de cette hypothèse.
- 2 sur chaque anneau, on calcule la moyenne (m) et l'écart-type (σ) du champ magnétique.

4. Nous rappelons que dans le cas d'une distribution gaussienne l'écart-type et l'IQR sont reliés par la relation suivante : $IQR = 1.349\sigma$.

3 on supprime tous les pixels ayant un champ magnétique supérieur à $m \pm 3\sigma$ et on recommence l'étape 2. On répète cette étape jusqu'à convergence des valeurs moyennes et de l'écart-type du champ magnétique.

On décide que l'algorithme a convergé quand $\sigma_B(n+1) - \sigma_B(n) < 0.005$. Le bruit des magnétogrammes est assimilé à l'écart-type final calculé par l'algorithme. Les valeurs du bruit obtenu sont présentées dans la section 3.4.1.

Le champ magnétique sort normalement de la surface solaire⁵, le champ magnétique mesuré le long de la ligne de visée diminue au niveau du limbe à cause d'effet de projection. Afin de corriger cet effet, l'algorithme est appliqué sur la quantité B/μ où μ est le cosinus de l'angle héliocentrique (voir Chapitre 2). Cette quantité B/μ permet de corriger, au premier ordre, les effets de projection liés à la proximité du limbe solaire.

Des masques différenciant le Soleil calme des régions actives sont alors créés. Les pixels appartenant au Soleil calme sont définis comme les pixels i avec.

$$|B(i)| < 3\sigma_B(i) \quad (3.2)$$

Nous avons donc au final des masques permettant de définir pour chaque jour d'observation les zones de Soleil calme sur lesquelles nous allons pouvoir étudier la variation de l'intensité lumineuse du Soleil calme en fonction de l'éloignement au centre du disque.

3.3.3 Calcul du flatfield et de la variation centre bord

Dans cette étude, nous cherchons à étudier les variations du contraste en fonction de la position sur le disque. Nous devons donc supprimer toutes les variations de l'intensité des pixels en fonction de la position dues aux instruments ou à l'assombrissement centre bord. Ce dernier résulte de l'absorption plus importante au limbe de la lumière provenant de la photosphère à cause de l'augmentation de la densité colonne au niveau du limbe. En plus de cet assombrissement, un flatfield résiduel est également présent sur nos données. Nous nommerons par la suite CLV_{QS} cette combinaison de l'assombrissement centre bord (LD) et du flatfield (flat), $CLV_{QS} = LB + flat$. Je soutiens l'emploi du terme de variation centre bord (*centre to limb variation*, abrégé en CLV), car même s'il ne correspond pas ici au sens couramment trouvé dans la littérature, ce terme correspond phénoménologiquement bien à ce que nous observons.

Comme expliqué dans la section 3.3.2, nous calculons cette CLV_{QS} en observant l'évolution de l'intensité du Soleil calme en fonction de l'éloignement au

5. Voir section 4.2.3 pour une critique de cette hypothèse.

centre du disque. La sélection des zones de Soleil calme se fait par les masques précédemment calculés (Sect. 3.3.2) et que l'on multiplie aux données. Nous divisons ensuite le Soleil en anneaux concentriques. Sur chacun de ces anneaux, nous calculons la valeur médiane de l'intensité des pixels du Soleil calme. Nous assimilons la variation de cette valeur médiane en fonction de la position à la CLV_{QS} que nous recherchons.

Nous évaluons cette CLV_{QS} pour chaque longueur d'onde et chaque jour d'observation que nous considérons. Comme dans le cas du bruit des magnétogrammes, nous faisons l'hypothèse que la CLV_{QS} varie uniquement radialement ; nous discuterons de l'impact de cette hypothèse dans la section 4.5.

Afin de pouvoir corriger nos données de cette CLV_{QS} , il nous faut obtenir la valeur de celle-ci en tout point du disque solaire. Pour cela nous effectuons un ajustement linéaire avec polynôme de degré 2 de la CLV_{QS} en fonction de μ . Nous appliquons ensuite la relation polynomiale trouvée à toutes les valeurs de μ de nos données.

Ce polynôme est cohérent avec le modèle théorique de la CLV_{QS} (Cox, 2000, 14.7, p.355)

$$CLV_{QS} = a_2 \times \cos^2(\theta) + a_1 \cos(\theta) + a_0 \quad (3.3)$$

3.3.4 Obtention des contrastes

À partir des images dans le visible et dans l'UV et des CLV_{QS} nous allons définir le contraste⁶ de chaque pixel comme

$$C_{pixel}(\lambda, B/\mu, \mu) = \frac{I_{pixel}(\lambda, B/\mu, \mu)}{CLV_{QS}(\lambda, \mu)} \quad (3.4)$$

Cela correspond à la division des images provenant de SDO par les CLV_{QS} non normalisées que nous avons calculées (Sect. 3.3.3). Nous obtenons ainsi des images de contraste et nous n'avons plus qu'à effectuer un échantillonnage en fonction de la position et du champ magnétique. Nous avons sélectionné 9 classes de positions comprises entre $\mu = 0,1$ et $\mu = 1,0$ et espacées de $\Delta\mu = 0,1$. La zone comprise entre $0,0 < \mu < 0,1$ n'est pas considérée à cause des effets de projection évoqués précédemment. Pour le champ magnétique, nous avons sélectionné 184 classes de champ magnétique avec des pas différents en fonction de la valeur du champ magnétique pour nous assurer d'avoir toujours

6. En traitement d'images, le contraste est une quantité sans unité comprise entre 0 et 1 résultant de la division d'une différence par une somme d'intensités. La quantité que nous calculons ici correspond à l'intensité d'un pixel normalisée à celle du Soleil calme, mais elle est appelée dans la littérature sur l'irradiance solaire contraste. Nous avons donc choisi de conserver ce terme.

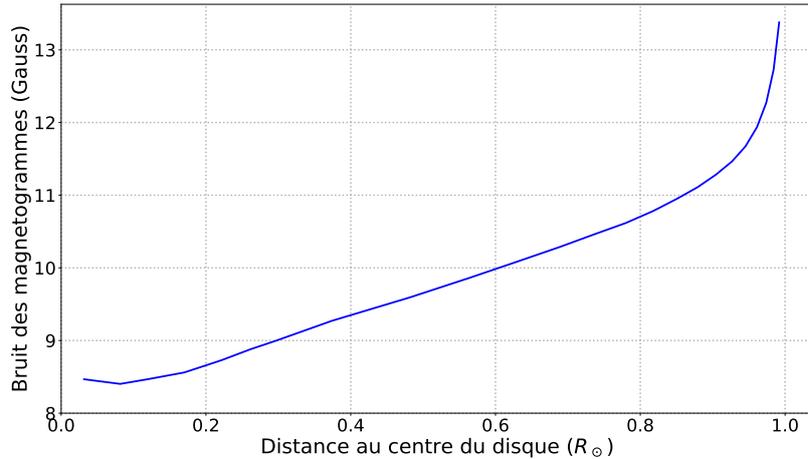


FIGURE 3.4 – Évolution du bruit des magnétogrammes moyenné sur l’ensemble de nos données en fonction de l’éloignement au centre du disque.

une statistique suffisante dans chaque classe. Nous avons choisi les pas suivants : pour $0 \text{ G} < B/\mu < 250 \text{ G}$ des pas de 5 G, pour $250 \text{ G} < B/\mu < 1500 \text{ G}$ des pas de 15 G et pour $1500 \text{ G} < B/\mu < 3000 \text{ G}$ des pas de 30 G.

3.4 Bruit des magnétogrammes et variation centre bord des images

Cette section présente l’évolution temporelle et spatiale du bruit des magnétogrammes et des CLV que nous avons obtenue. Nous présentons aussi une oscillation que nous avons observée dans le bruit des magnétogrammes, probablement dû à des effets de projection produits par l’orbite du satellite SDO. Nous montrons aussi que l’inhomogénéité du bruit des magnétogrammes est faible et n’a pas d’impact sur nos résultats. L’impact des inhomogénéités dans les CLV des images SDO/HMI et SDO/AIA sera discuté dans la section 4.5.

3.4.1 Caractéristiques du bruit des magnétogrammes

La figure 3.4 montre le niveau de bruit des magnétogrammes SDO/HMI moyenné sur l’ensemble de la période que l’on considère. Le bruit croit vers le limbe et passe d’une valeur de 8 G au centre à 14 G au limbe. Le bruit présenté sur la figure 3.4 est celui obtenu en faisant l’hypothèse d’une variation uniquement radiale du bruit des magnétogrammes. La figure 3.5 montre la différence relative entre le bruit des magnétogrammes obtenu en faisant l’hypothèse d’une

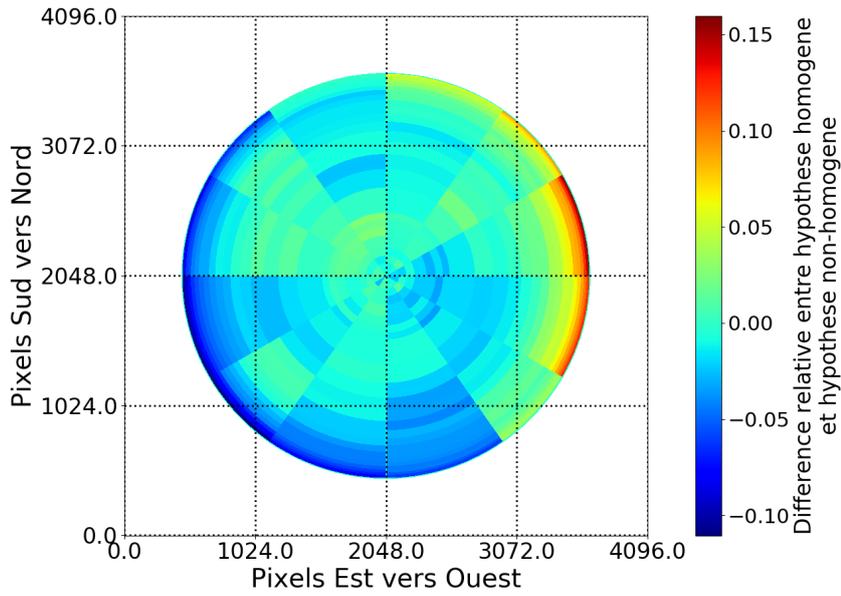


FIGURE 3.5 – Différence relative entre le bruit moyen des magnétogrammes SDO/HMI calculé avec l’hypothèse d’une variation uniquement radiale et le bruit calculé sans cette hypothèse.

variation purement radiale et le bruit obtenu sans faire cette hypothèse. Pour obtenir ce dernier nous avons ajouté au découpage en anneaux concentriques (Sect. 3.3.2), une découpe suivant 12 secteurs de 30° . Le résultat (Fig. 3.5) met en évidence une légère asymétrie est-ouest des magnétogrammes. L’hémisphère ouest présente un bruit 15% plus élevé au bord, soit environ 3 G, que celui obtenu en faisant l’hypothèse d’une variation radiale. Ce bruit plus élevé est en partie compensé par le bruit plus faible de 10% sur le limbe est. Sur un anneau circulaire, les différences entre l’hypothèse homogène et inhomogène sont en moyenne de 2,5%.

La figure 3.6 montre l’évolution temporelle du bruit des magnétogrammes entre 2010 et 2016 pour différentes positions sur le disque. Nous observons une oscillation dans le bruit des magnétogrammes avec une période d’environ 6 mois. Cette oscillation est modulée par une enveloppe d’un an, on observe une alternance d’un « grand » maxima suivi d’un « petit » maxima sur une période de un an. Cette oscillation n’est présente qu’au limbe, au-dessus de $0,8 R_\odot$. La figure 3.7 présente le facteur de corrélation entre une série temporelle du bruit présentant l’oscillation (courbe à $0,99 R_\odot$ sur la Fig. 3.6) et les séries de bruit calculé à plusieurs positions sur le disque. Plus le facteur de corrélation présenté sur cette figure est élevé, plus le bruit des magnétogrammes à cette position présente une oscillation de forte amplitude. On observe que l’oscillation est principalement présente au limbe. On observe aussi que l’oscillation n’est

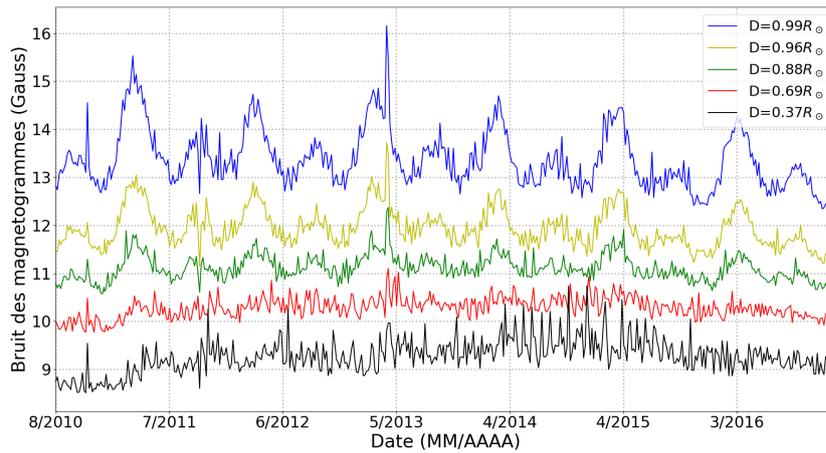


FIGURE 3.6 – Évolution temporelle du bruit des magnétogrammes sur l'ensemble de notre jeu de données, entre 2010 et 2016, pour plusieurs positions sur le disque solaire.

quasiment pas visible à l'est et à l'ouest du disque, où la corrélation atteint respectivement 0,6 et 0,4. L'oscillation ne semble affecter que le limbe au niveau du pôle Nord et du pôle Sud (corrélation supérieure à 0,8 dans les deux cas).

Nous avons étudié la corrélation de cette oscillation avec plusieurs indices d'activité solaire, mais aucun de ces indices testés ne présente de corrélation importante avec cette oscillation. Cette oscillation ne peut pas être expliquée par l'activité solaire. J'ai cherché à modéliser cette oscillation en utilisant les caractéristiques des observations. J'ai mis au point le modèle suivant :

$$y(t) = A \times b_0^2 + B \times b_0 + C \times r_{sun} + D \quad (3.5)$$

avec b_0 l'angle entre l'équateur solaire et le plan de l'écliptique et r_{sun} le diamètre apparent, en pixels, du Soleil sur le détecteur. Ces quantités ont la particularité de varier suivant une période de 1 an et b_0^2 varie sur une période de 6 mois. Via ce modèle, je suppose que le changement d'angle de visée du satellite, ainsi que la taille apparente du Soleil, va modifier la taille apparente des pixels. Par exemple, le diamètre apparent du Soleil sur le détecteur varie d'environ 50 pixels au cours d'une année, ceci provoque un changement de 0,02'' de la taille angulaire d'un pixel au centre du disque. Si la taille angulaire des pixels est modifiée, la surface solaire correspondant à chaque pixel varie, et donc l'échantillon sur lequel nous calculons l'écart-type est lui aussi modifié. Ce modèle permet d'expliquer pourquoi l'oscillation n'est visible qu'au limbe et aux pôles. On peut montrer que pour un même changement de taille angulaire d'un pixel, la taille équivalente sur le Soleil va augmenter proportionnellement à $\frac{1}{\mu}$ vers le limbe. Donc cet effet de projection sera plus important au limbe, ce qui

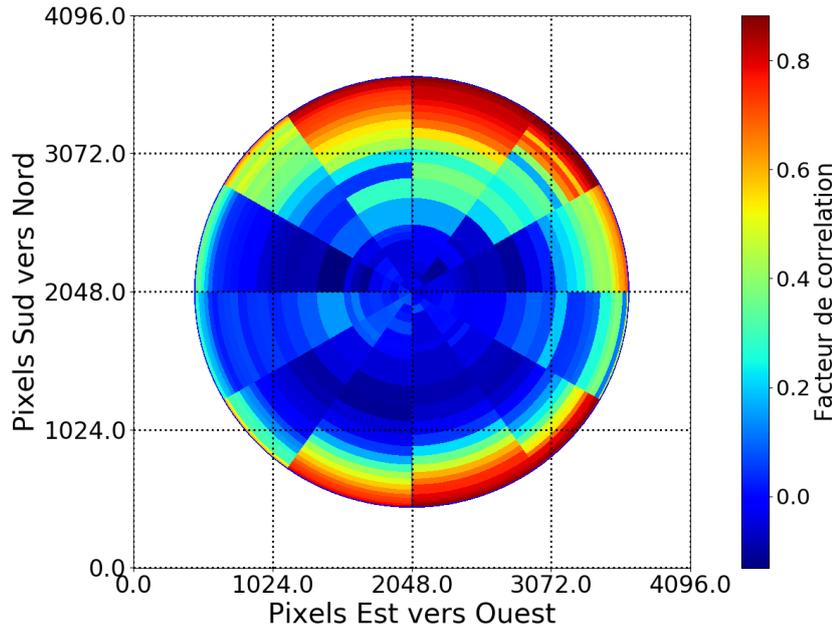


FIGURE 3.7 – Facteur de corrélation entre les séries temporelles du bruit des magnétogrammes en plusieurs positions du disque solaire et la série temporelle du bruit à $0,99 R_{\odot}$.

explique pourquoi nous n’observons cette oscillation qu’au-dessus de $0,8 R_{\odot}$. L’observation de cette oscillation uniquement aux pôles s’explique par le fait que l’angle b_0 n’impacte que la direction verticale, et donc que la dimension horizontale des pixels ne varie pas. Ce modèle permet de reproduire à 73% l’oscillation que nous observons. J’en conclus que l’oscillation observée dans le bruit des magnétogrammes SDO/HMI est liée à des effets de projection dus à l’orbite de SDO.

Ces bruits des magnétogrammes ne servant qu’à différencier les zones actives des zones de Soleil calme, où sera calculé CLV_{QS} , nous supposons que les effets de cette oscillation et la légère asymétrie sont négligeables. Ces derniers peuvent être des pixels de facule ou du réseau dans le Soleil calme que nous définissons ; mais le nombre de ces pixels sera faible (en moyenne 450 pixels pour $0 < \mu < 0,2$, soit 0,14% du nombre total de pixels choisi), et comme nous utilisons une médiane pour calculer CLV_{QS} ils ne perturberont pas les résultats.

3.4.2 Caractéristiques des CLV_{QS} des images

Nous présentons dans cette section les propriétés des CLV_{QS} des images SDO/HMI et SDO/AIA. Nous discutons de l’évolution temporelle des CLV_{QS} , ainsi que les erreurs que nous faisons sur les calculs de ces dernières.

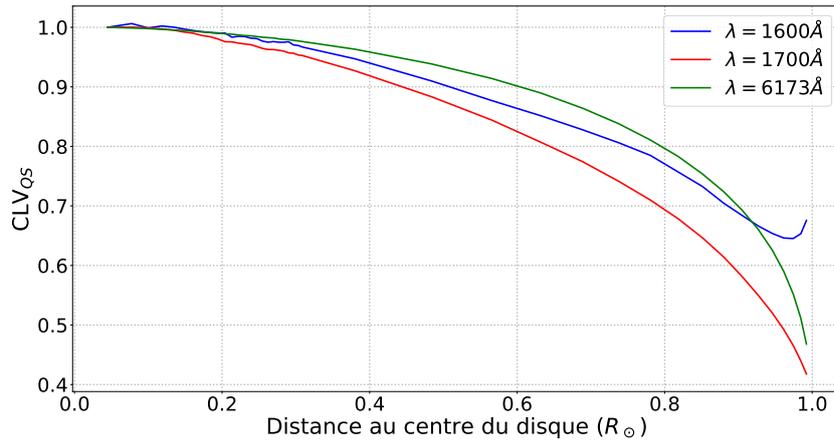
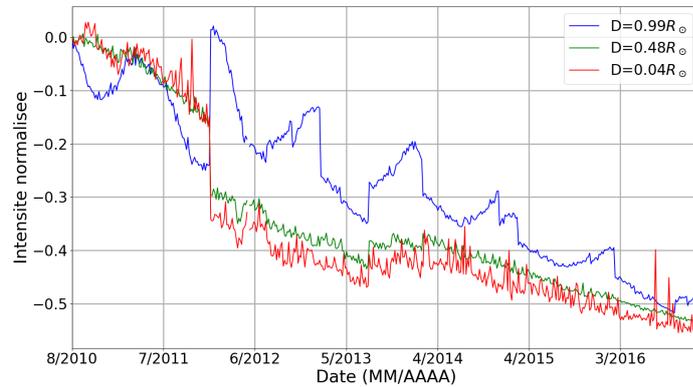


FIGURE 3.8 – Variation centre bord observé au trois longueurs d’onde que l’on considère.

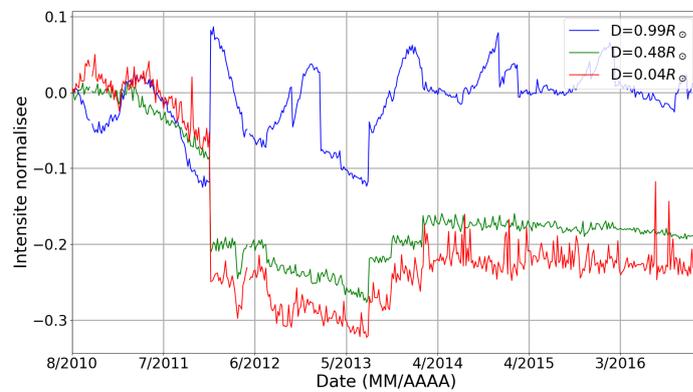
La figure 3.8 montre l’évolution des CLV_{QS} moyennées sur l’ensemble de nos données en fonction de la distance au centre du disque et pour les trois longueurs d’onde que nous considérons. La CLV_{QS} montre dans les trois cas une décroissance vers le limbe. Ceci est dû principalement à l’assombrissement centre bord dû à l’atmosphère solaire (Sect. 3.3.3). On observe que cette décroissance dépend de la longueur d’onde et est plus forte en UV que dans le visible. À 1600 Å, on observe une légère remontée de la CLV_{QS} au limbe. Nous supposons que ceci est dû à la présence de la raie C IV dans les observations à 1600 Å. Cette raie étant originaire de la région de transition, et cette dernière étant plus visible au limbe, il est probable que la contribution de la raie C IV à l’intensité du canal 1600 Å augmente vers le limbe et crée un léger embrillancement.

La figure 3.9 montre l’évolution de l’intensité du Soleil calme mesurée par SDO/HMI et SDO/AIA en fonction du temps pour différentes positions sur le disque, ceci nous permettant d’illustrer comment la CLV_{QS} des instruments évolue au cours du temps. Nous avons choisi de représenter sur ces courbes la différence relative entre l’intensité à un instant t et celle au premier jour d’observation. On constate qu’au cours des 6 années les instruments ont subi une dégradation de 15% dans le visible, 54% à 1600 Å et 23% à 1700 Å. Comme nous le verrons au chapitre 5, une dégradation résiduelle est encore présente dans les contrastes malgré nos traitements (Sect. 3.3). Cette dégradation résiduelle est de 0,13% dans le visible et d’environ 3% dans l’UV. Cette dégradation résiduelle est peut-être due aux erreurs faites lors de l’ajustement de la CLV_{QS} par le polynôme de degrés 2, et que nous détaillons plus loin.

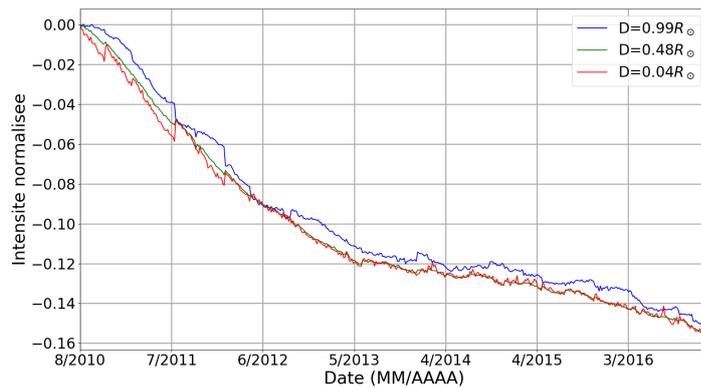
On observe également dans la figure 3.9 des sauts brusques dans l’intensité



(a)



(b)



(c)

FIGURE 3.9 – Évolution temporelle de l'intensité du Soleil calme observée par SDO/AIA à 1600 Å (a), 1700 Å (b) et 6173 Å (c). Ces courbes représentent la variation relative de l'intensité du Soleil calme normalisée au premier jour de notre jeu de données et pour plusieurs positions sur le disque.

du Soleil calme mesurée par SDO/AIA. Ces sauts correspondent à des changements de flatfield (BOERNER et al., 2014). Le plus important changement a eu lieu le 1er janvier 2012. L'examen des courbes de contraste en fonction du temps présenté au chapitre 5 ne montre aucun saut résiduel supérieur à la variation quasi journalière du contraste dans l'UV, estimée à 3%. Nous concluons que les traitements que nous avons fait ont permis d'éliminer la majorité des variations temporelles liées à la dégradation des instruments, ainsi que les changements liés aux modifications des flatfield de SDO/AIA.

Les estimations de CLV_{QS} que nous présentons ici possèdent des erreurs ayant pour origine l'ajustement polynomial de la CLV_{QS} observée afin de l'appliquer à toutes les valeurs de μ d'une image, et l'hypothèse d'homogénéité que nous faisons lors de la mesure de CLV_{QS} . Nous présentons ici l'ordre de grandeur de ces erreurs, l'impact et les limitations que cela implique sur nos résultats seront présentés dans la section 4.5.1. Pour estimer l'erreur faite lors de l'ajustement, par un polynôme de degré 2, de la CLV_{QS} que nous observons, nous avons comparé l'écart relatif (Δ_{fit}) entre la CLV_{QS} observée (CLV_{QS}^{obs}) et celle produite par l'ajustement (CLV_{QS}^{fit}), c'est-à-dire $\Delta_{fit} = \left| \frac{CLV_{QS}^{fit} - CLV_{QS}^{obs}}{CLV_{QS}^{obs}} \right|$. La valeur moyenne sur tous les anneaux et sur les 6 années de notre échantillon de l'écart relatif dans le visible est de 0,2%, 0,75% à 1600 Å et 0,66% à 1700 Å. Cet écart n'est pas constant sur le disque, il est en général plus faible au centre du disque et augmente vers le limbe. Une autre source d'erreur, comme nous l'avons déjà mentionné, provient de l'hypothèse d'homogénéité que nous faisons lors du calcul de CLV_{QS} . Ces erreurs ne proviennent pas de l'assombrissement centre bord affectant nos images, mais des inhomogénéités présentes dans le flatfield des instruments, et incluses dans la CLV_{QS} que nous calculons. Afin d'évaluer ces inhomogénéités, nous avons recalculé CLV_{QS} sur l'année 2010, mais en découpant le Soleil en 42 anneaux concentriques (Sect. 3.3.3) eux-mêmes découpés en douze secteurs de 30°. Nous comparons alors l'écart relatif (Δ_{incho}) entre la CLV_{QS} obtenue via l'hypothèse homogène (CLV_{QS}^{homo}) et celle obtenue sans faire l'hypothèse d'homogénéité (CLV_{QS}^{inhomo}), c'est à dire $\Delta_{incho} = \left| \frac{CLV_{QS}^{inhomo} - CLV_{QS}^{homo}}{CLV_{QS}^{homo}} \right|$. En moyenne sur tous les anneaux et sur les 6 ans de notre échantillon, l'écart entre l'hypothèse d'une CLV_{QS} homogène et une CLV_{QS} non homogène est inférieur à 2% dans l'UV et 0,2% dans le visible. Cet écart est plus faible au centre du disque et augmente vers le limbe.

Les impacts de ces erreurs faites lors du calcul des CLV_{QS} seront abordés dans la section 4.5.1.

3.5 Conclusion

Dans le cadre de cette étude, nous utilisons des images à 6173 Å et des magnétogrammes provenant de l'instrument SDO/HMI et les images dans l'UV à 1600 Å et 1700 Å provenant de l'instrument SDO/AIA. Le jeu de données que nous considérons comprend 465 points d'observations répartis sur plus de 6 ans entre août 2010 et décembre 2016.

Le but de notre étude est d'étudier les variations du contraste dans le domaine UV en fonction de la position des structures sur le disque, de leur champ magnétique et du temps. Pour cela les données doivent être traitées pour supprimer les biais présents :

- les modifications du flatfield de SDO/AIA (BOERNER et al., 2014) qui causent des modifications temporelles de la réponse de l'instrument.
- Les instruments SDO/HMI et SDO/AIA se dégradent au cours des 6 années que l'on considère.
- l'assombrissement centre bord, dû à l'absorption par l'atmosphère solaire, et les inhomogénéités dans le flatfield des instruments qui causent des variations parasites en fonction de la position.

Les traitements qui ont été effectués, et présentés dans la section 3.3, ont permis de corriger une grande partie de ces biais. Une dégradation résiduelle, sans doute liée aux erreurs d'ajustement de la CLV_{QS} , subsiste dans les courbes de contraste. Cette dégradation est de l'ordre de 0,13% dans le visible et de 3% dans le visible, ce qui est faible comparé aux dégradations initiales de 15% dans le visible, 54% à 1600 Å et 23% à 1700 Å. Ces traitements ont également permis de faire disparaître les sauts, liés au changement de flatfield, observés dans l'évolution temporelle de l'intensité du Soleil calme observé par SDO/AIA.

Nous montrons que des erreurs sont présentes dans les CLV_{QS} que nous avons évaluées. Ces erreurs proviennent de l'hypothèse d'homogénéité des flatfield des instruments (inclus dans CLV_{QS}), et de l'ajustement polynomial fait des CLV_{QS} observées. Nous estimons que l'ajustement pour un polynôme de degrés 2 crée une erreur, moyennée sur tout le disque et sur l'ensemble de notre échantillon, de 1% de la valeur de CLV_{QS} dans l'UV et 0,02% dans le visible. L'inhomogénéité quant à elle crée une erreur sur la valeur de CLV_{QS} de 2% dans l'UV et 0,2% dans le visible. Nous aborderons l'impact de ces erreurs dans la section 4.5.1.

Chapitre 4

Variation du contraste UV et visible à la résolution des instruments SDO/HMI et SDO/AIA

Comparaisons avec les études précédentes et limitations

Dans ce chapitre, je présente les contrastes calculés par pixel obtenus à partir des traitements décrits au chapitre précédent. Le contraste des différentes structures solaires et les impacts de ces résultats sur les modèles d'irradiance seront présentés au chapitre suivant. Ce chapitre s'articule autour de cinq grandes sections, la première section décrit le comportement du contraste des pixels en fonction du champ magnétique et montre comment ce comportement peut être expliqué en terme de tubes de flux. Dans la deuxième section, nous présentons les variations du contraste en fonction de la position sur le disque solaire et j'expliquerai les différences observées entre le comportement du contraste dans le visible et l'UV via les propriétés des tubes de flux. Dans la troisième section, nous discuterons des relations entre les contrastes obtenus à différentes longueurs d'onde. Ceci nous permettra de faire quelques remarques préliminaires concernant les hypothèses faites par les modèles d'irradiance. La quatrième section sera consacrée à la comparaison des résultats obtenus ici, à partir d'un jeu de données ayant une statistique très importante (467 jours d'observations sur 6 années), avec ceux des études précédentes. Nous discuterons également de la pertinence de certaines hypothèses faites dans ces précédentes études. Dans la dernière section, nous quantifierons les erreurs qui subsistent dans les résultats de cette étude et discuterons de l'impact que peuvent avoir ces erreurs sur les

conclusions qui seront évoquées dans le chapitre suivant.

4.1 Contraste des pixels en fonction du champ magnétique

4.1.1 Comportement du contraste

La figure 4.1 montre l'évolution du contraste des pixels en fonction du champ magnétique. Sur cette figure, nous avons représenté la moyenne du contraste médian quotidien des pixels pour chaque intervalle en μ et B/μ donné. La figure 4.1 montre aussi la moyenne de l'interquartile (en anglais *InterQuartile Range*, IQR) journalier du contraste (zones colorées sur la figure) qui illustre la dispersion journalière moyenne du contraste. Pour finir, les lignes pointillées sur la figure donnent l'interquartile de la valeur médiane du contraste tout au long de la période que nous considérons. Il s'agit d'une information supplémentaire à celle donnée par la dispersion journalière moyenne, qui quantifie les déplacements globaux de la distribution des contrastes. La très grande statistique que nous avons à notre disposition nous permet de présenter des valeurs de contraste pour des champs magnétiques allant jusqu'à 2,5 kG, soit un champ magnétique près de 3 fois plus intense que le champ maximal étudié dans les précédentes études (ORTIZ et al., 2002; YEO, SOLANKI et KRIVOVA, 2013).

Le contraste des pixels montre une augmentation avec le champ magnétique et atteint sa valeur maximale autour de 500 G, au centre du disque et en UV. Ce contraste diminue ensuite au fur et à mesure que le champ magnétique croît et passe en dessous du contraste du Soleil calme à environ $B/\mu \approx 1.0$ kG. Le contraste devient ensuite constant pour les champs magnétiques de plus de 1,5 kG au centre du disque solaire et principalement en UV. La valeur maximale du contraste et la valeur pour laquelle $C_\lambda = 1$, c'est-à-dire la valeur correspondant à la séparation entre structures sombres et structures brillantes, sont fortement dépendantes de la position et de la longueur d'onde. Par exemple, au centre du disque, les pixels pour lesquelles $C_\lambda = 1$ ont un champ magnétique de 1,0 kG dans l'UV et de seulement ~ 300 G dans le visible. De même le contraste maximal est atteint à 370 G dans l'UV, contre $B/\mu = 170$ G dans le visible. Ces valeurs sont également très sensibles à la position; vers le limbe, le champ magnétique associé $C_\lambda = 1$ et celui associé au maximum du contraste augmentent. La comparaison entre le comportement du contraste que nous observons et le comportement du contraste prédit par les différents modèles d'atmosphère pourrait permettre de contraindre ces derniers, et ainsi

contraindre les modèles d'irradiance qui reposent sur ces modèles d'atmosphère. Nous n'avons cependant pas eu accès aux contrastes fournis par les modèles d'atmosphère et n'avons pas pu effectuer cette comparaison.

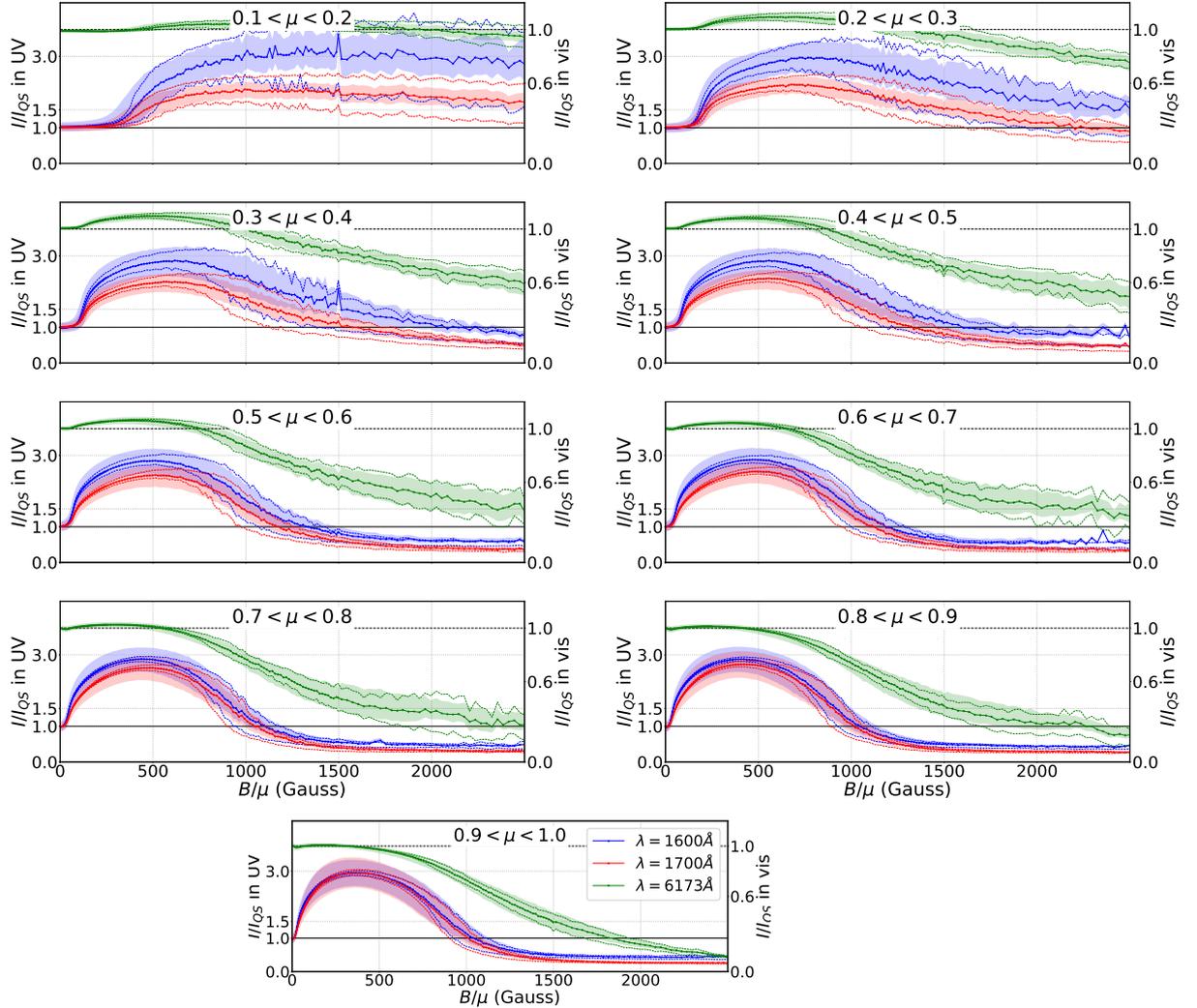


FIGURE 4.1 – Évolution du contraste des pixels à 6173 Å (en vert), à 1600 Å (en bleu) et à 1700 Å (en rouge) en fonction de la valeur du champ magnétique, et pour différentes positions sur le disque solaire entre $0,1 < \mu < 1,0$. Les courbes pleines montrent la moyenne du contraste journalier médian, tandis que les zones colorées montrent la dispersion journalière moyenne et les courbes en pointillés montrent la dispersion du contraste médian tout au long des 6 ans de données que nous considérons.

Grâce à ces résultats, on peut pour la première fois quantifier la différence entre les contrastes dans l'UV et le visible. Les contrastes dans l'UV sont, comme attendu, plus importants que dans le visible, et on mesure (Fig. 4.2) que le contraste dans l'UV est près de 3 fois supérieur au contraste dans le visible. La figure 4.3 montre la région active AR12192 dans le visible et dans l'UV à 1700 Å. Le contraste plus fort dans l'UV que dans le visible est évident sur cette

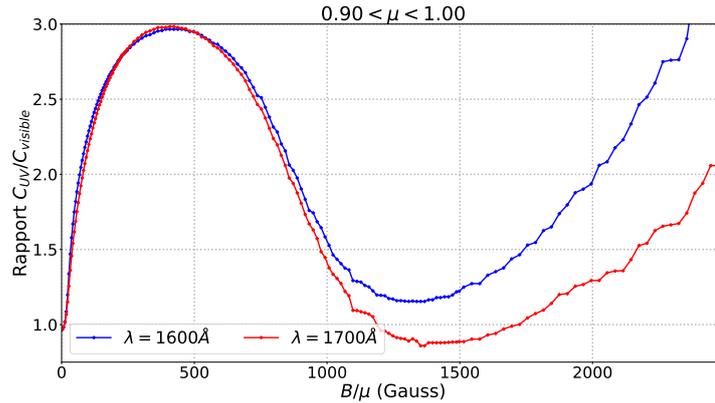


FIGURE 4.2 – Rapport entre les contrastes à 1600 Å et à 1700 Å et le contraste à 6173 Å.

figure où les facules sont non détectables dans le visible, alors qu’elles le sont clairement dans l’UV.

Le contraste à 1600 Å est plus élevé que celui à 1700 Å (Fig. 4.1 et Fig. 4.2). L’hypothèse que nous proposons pour expliquer ce phénomène est la présence de la raie C IV dans le canal à 1600 Å de SDO/AIA. Les observations UV de SDO/AIA se font via deux bandes spectrales de 200 Å centrées sur 1600 Å et 1700 Å. Donc la cause de la différence entre les contrastes à 1600 Å et 1700 Å doit nécessairement se trouver en dehors de la zone où se recouvrent les observations de ces deux canaux, c’est-à-dire dans les intervalles 1500 – 1600 Å et 1700 – 1800 Å. La raie C IV se situe justement dans ce premier intervalle, à $\lambda = 1548$ Å. Elle est principalement émise par la région de transition (bien au-dessus de la photosphère) et il s’agit d’une raie d’émission, on s’attend donc à ce qu’elle vienne renforcer l’émission et donc le contraste du canal à 1600 Å. On s’attend également à ce que ce renforcement s’accroisse à l’approche du limbe solaire, la raie C IV provenant de la région de transition subissant un embrillancement au limbe, et étant donc plus visible (PHILLIPS, 2008, 2.4.2, p.44). Ce comportement correspond bien à ce que nous observons sur les figures 4.1 et 4.4 : le contraste à 1600 Å est bien plus élevé que le contraste à 1700 Å et ceci s’accroît à l’approche du limbe, où l’écart entre le contraste à 1600 Å et à 1700 Å est de plus en plus important.

4.1.2 Interprétation du comportement du contraste

Expliquons le comportement du contraste observé sur la figure 4.1 grâce aux tubes de flux introduits au chapitre 1 (FLIGGE et SOLANKI, 2000). Cette explication est valable, quelle que soit la longueur d’onde ou la position, sous

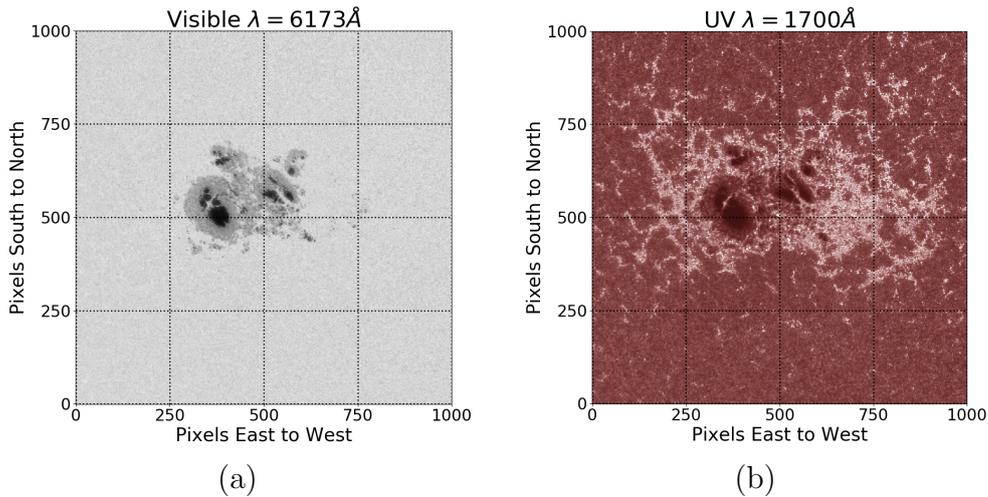


FIGURE 4.3 – Aspect de la région active AR12192 dans le visible (a) et à 1700 Å (b) mettant en évidence le contraste plus fort en UV comparé au visible.

réserve des modifications liées à l'angle entre la ligne de visée et la surface solaire détaillées dans la section 4.2.2.

Un tube de flux est en équilibre entre la pression extérieure du plasma et la pression magnétique à l'intérieur du tube. Si le champ magnétique augmente, la pression magnétique à l'intérieur du tube augmentera elle aussi. Le tube de flux pourra donc soutenir une pression externe plus forte, et donc atteindre un diamètre plus important. On peut donc estimer que plus le champ magnétique est intense, plus le diamètre du tube de flux qui lui est associé est grand. Sur la figure 4.1, les tubes de flux associés aux faibles champs magnétiques sont *en général* petits. Comme nous l'avons vu au chapitre 1, dans un petit tube de flux le chauffage radiatif en provenance des murs chauds du tube de flux va être suffisant pour compenser la perte d'énergie liée à l'inhibition de la convection par le champ magnétique. Le tube de flux apparaîtra donc brillant et sera associé à un contraste supérieur à 1. Au fur et à mesure que le champ magnétique augmente, le diamètre du tube de flux augmente. En accroissant son diamètre, le tube de flux va remplir, à la place du Soleil calme, de plus en plus le pixel de l'instrument ; le contraste du pixel augmente, jusqu'au maximum de la courbe de contraste. À ce moment-là, le chauffage radiatif provenant des parois n'est plus suffisant pour contre balancer la perte d'énergie due à l'inhibition de la convection ; le plancher froid du tube de flux commence à être visible. Lorsque le champ magnétique augmente encore, cette zone froide grossit et emplit de plus en plus le pixel de l'instrument, provoquant une diminution du contraste. Quand celui-ci devient égal à 1, la contribution provenant de la surface du

pixel rempli par la partie froide et sombre du tube de flux est exactement la même que la contribution de la partie provenant des murs chaud et brillant. L'excès d'intensité en provenance des murs compense ainsi exactement l'intensité manquante du plancher froid et le contraste du pixel est de 1. Quand le champ magnétique continue d'augmenter, le plancher froid remplit de plus en plus le pixel et son contraste continue donc à décroître. Pour finir, quand le champ magnétique devient extrêmement fort, le chauffage radiatif des parois n'est plus efficace et l'inhibition de la convection est maximale, de plus le plancher froid remplit complètement le pixel de l'instrument, le contraste devient donc constant.

4.2 Contraste des pixels en fonction de la position

La figure 4.4 montre les variations du contraste des pixels en fonction de la position sur le disque solaire. La position est ici mesurée par le cosinus de l'angle héliocentrique (μ) et vaut 0 au limbe et 1 au centre du disque. Chaque panneau représente une gamme de champ magnétique précise, correspondant approximativement à un type de structure magnétique différente. Les champs avec $0 \text{ G} < B/\mu < 45 \text{ G}$ correspondent au Soleil calme, ceux avec $45 \text{ G} < B/\mu < 295 \text{ G}$ au réseau photosphérique, ceux avec $295 \text{ G} < B/\mu < 1 \text{ kG}$ aux facules, et finalement ceux avec $1 \text{ kG} < B/\mu < 3 \text{ kG}$ correspondent aux taches solaires. Sur cette figure nous avons tracé la valeur moyenne du contraste journalier médian et la moyenne de l'IQR journalier (zones colorées de la figure), qui représente toujours la largeur moyenne de la distribution journalière du contraste.

4.2.1 Soleil calme

Le contraste pour des champs magnétiques compris entre 0 G et 45 G est relativement constant, quelle que soit la position sur le disque (Fig. 4.4 (a)). Ces champs magnétiques correspondent au Soleil calme, et cette constance en fonction de la position indique que la CLV_{QS} (Sect. 3.3.3) a été correctement prise en compte au cours des étapes de traitement. On observe cependant une remontée du contraste dans l'UV au centre du disque, et une augmentation locale du contraste autour de $\mu = 0,35$ dans le visible. Ce comportement est dû aux champs magnétiques que nous associons au Soleil calme sur cette figure. La CLV_{QS} a été corrigée en imposant que les pixels dont le champ magnétique est compris entre 0 G et 24 G, au centre du disque, aient un contraste égal à 1.

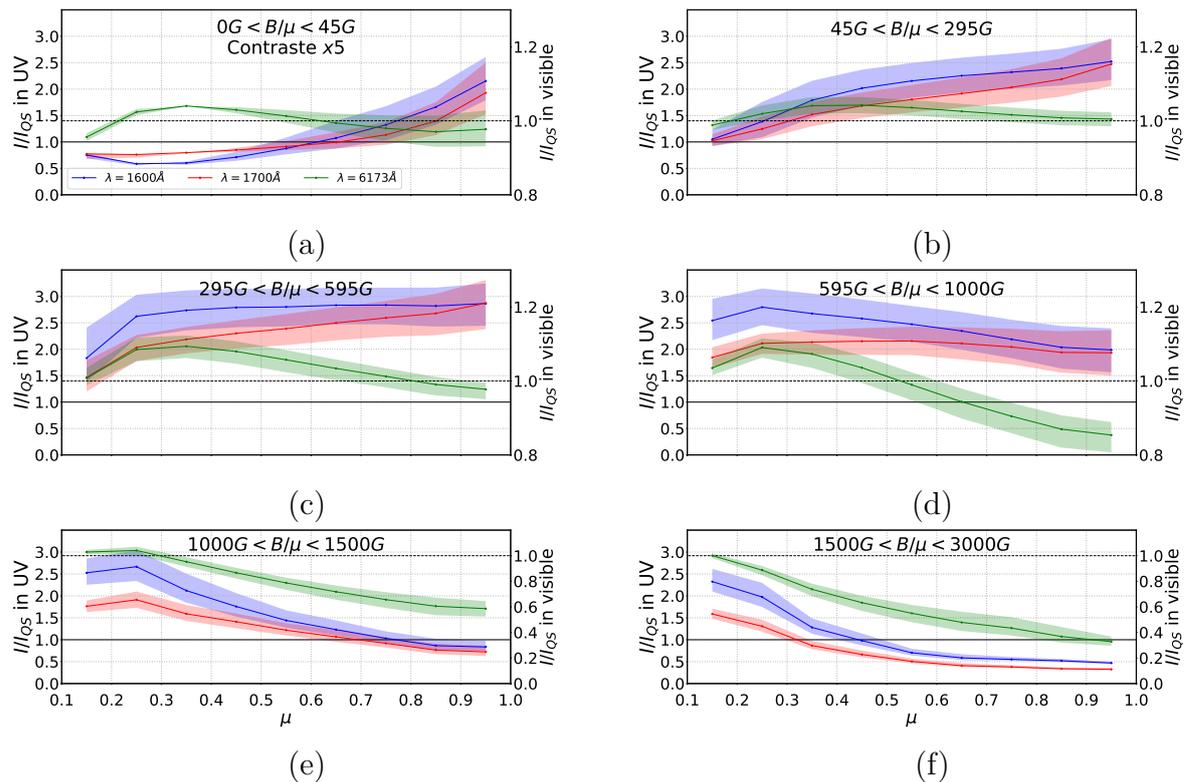


FIGURE 4.4 – Évolution du contraste des pixels en fonction de la position. La position est indiquée par le cosinus de l'angle héliocentrique (μ), qui vaut 0 à proximité du limbe et 1 au centre du disque. Chaque panneau de cette figure montre une gamme de champ magnétique correspondant à un type de structure solaire. Les courbes pleines montrent la moyenne du contraste journalier médian, tandis que les zones colorées montrent la dispersion journalière moyenne.

Dans le premier panneau de la figure 4.4 on ne considère pas seulement les pixels avec $0 \text{ G} < B/\mu < 24 \text{ G}$, mais en plus ceux avec $24 \text{ G} < B/\mu < 45 \text{ G}$, qui n'ont pas été contraints d'avoir un contraste égal à 1 au cours de la correction de la CLV_{QS} . Le comportement de ces pixels n'est donc pas contraint et ne sera pas forcément constant avec μ . Le comportement du contraste pour des champs magnétiques plus élevés appuie cette hypothèse, pour des champs compris entre 45 G et 300 G, nous observons également une augmentation du contraste UV au centre et une augmentation du contraste dans le visible autour de $\mu = 0,35$.

4.2.2 Facules

Les champs magnétiques compris entre 45 G et 1 kG (Fig. 4.4 (b), (c) et (d)), correspondant aux champs magnétiques du réseau photosphérique et des facules. Le contraste dans le visible associé à ces champs magnétiques ($45 \text{ G} < B/\mu < 1 \text{ kG}$) est inférieur¹ à 1 au centre du disque. Ce contraste augmente ensuite pour devenir supérieur² à 1 au fur et à mesure que l'on s'approche du limbe. Ce comportement est déjà connu dans le visible via la meilleure visibilité des facules à proximité du limbe solaire.

Ce comportement peut être expliqué grâce à la géométrie des tubes de flux (voir Chapitre 1). La figure 4.5 représente une coupe schématique d'un tube de flux et la ligne de visée d'un observateur quelconque symbolisée par une flèche. Lorsque le tube de flux est au centre du disque, la ligne de visée est normale au tube de flux et pointe sur le plancher froid et sombre du tube de flux, et la facule associée à ce tube de flux apparaîtra plus sombre que le Soleil calme. Vers le limbe la ligne de visée s'éloigne de la normale du tube de flux et se rapproche de plus en plus des murs chauds et brillants, le contraste de la facule associée va donc augmenter.

Entre 45 G et 600 G, dans l'UV, on observe le comportement inverse au comportement dans le visible, c'est-à-dire que les tubes de flux associés aux facules apparaissent plus brillants au centre du disque solaire qu'à proximité du limbe. De plus, ces pixels sont, en UV, toujours plus brillants que le Soleil calme, ce qui rend l'utilisation d'images dans le domaine UV particulièrement intéressante pour l'observation du réseau et des facules. Même si cela est déjà connu, les modèles d'irradiance actuels reposent principalement sur des images dans le domaine visible et, comme nous le mettrons en lumière au prochain chapitre (Chapitre 5), l'utilisation d'images dans l'UV en plus d'images visibles et

1. C'est-à-dire que ces pixels sont moins brillants que le Soleil calme.
2. C'est-à-dire que ces pixels sont plus brillants que le Soleil calme.

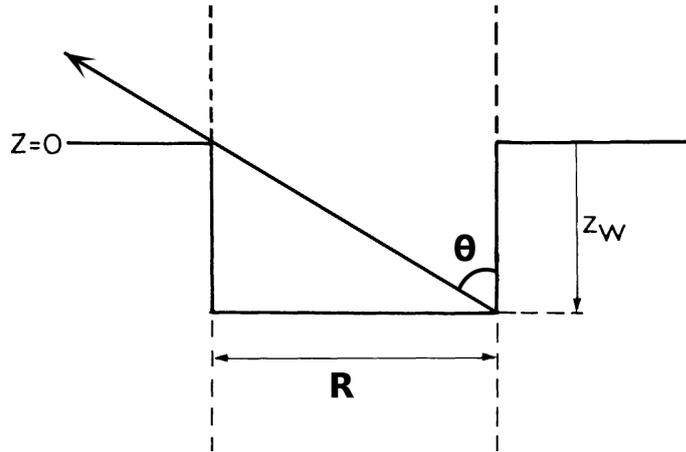


FIGURE 4.5 – Représentation schématique d'un tube de flux magnétique. La flèche symbolise la ligne de visée de l'instrument. θ correspond à l'angle héliocentrique, R au rayon du tube de flux et Z_W à la profondeur de la dépression de Wilson.

de magnétogrammes, pourrait permettre une amélioration des modèles d'irradiance. Cependant, ceci n'explique pas pourquoi le comportement du contraste des facules dans l'UV est différent de celui dans le visible. Une explication que nous excluons pour expliquer ce phénomène est un chauffage plus important du centre du tube de flux par le rayonnement provenant des murs. Des modifications de l'épaisseur optique du plasma, qui absorberait moins dans l'UV que dans le visible, pourraient expliquer ce chauffage plus intense dans l'UV. Au limbe, la portion de mur observée par l'observateur croîtrait et, puisque les murs sont dans cette hypothèse plus froids que le centre du tube, le contraste du tube de flux diminuerait. Cependant cette idée est incompatible avec le modèle du tube de flux présenté précédemment et le comportement du contraste que nous observons dans le visible (Fig. 4.4), et doit donc être exclue.

4.2.3 Taches solaires

Pour les champs magnétiques compris entre $1,0 \text{ kG} < B/\mu < 3,0 \text{ kG}$ et qui correspondent aux taches solaires, on observe un contraste inférieur à 1 au centre du disque, et qui remonte petit à petit à l'approche du limbe. La raison pour laquelle le contraste est inférieur à 1 au centre du disque et remonte lorsque l'on s'éloigne du centre a été donnée précédemment (Sect. 4.2.2), et nous nous concentrons ici sur l'interprétation physique du point de passage d'un contraste inférieur à 1 à un contraste supérieur à 1, et des variations de sa position en fonction de la longueur d'onde.

Suivant l'explication précédente, au moment où $C_\lambda = 1$ le flux manquant sur le pixel en provenance du plancher froid est exactement compensé par le flux

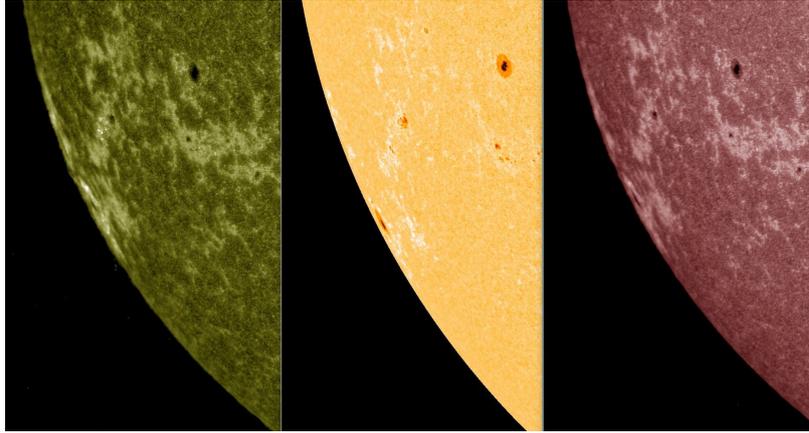


FIGURE 4.6 – Aspect d’une tache solaire au niveau du limbe solaire *date à ajouter* dans l’UV à 1600 Å à gauche, dans le visible à 6173 Å au centre et dans l’UV à 1700 Å à droite. Contrairement à ce que montre la figure 4.4, la tache solaire garde un aspect sombre même à proximité du limbe solaire. Source : J-M. Malherbe (*private communication*)

excédentaire provenant des murs chauds. La figure 4.4 (f) montre que cela ne se produit pas au même endroit en UV et dans le visible. Pour les pixels avec $1,0 \text{ kG} < B/\mu < 1,5 \text{ kG}$, le contraste devient supérieur à 1 à partir de $0,71 R_{\odot}$ ($\mu = 0,7$) dans l’UV, tandis qu’il faut attendre $0,95 R_{\odot}$ ($\mu = 0,3$) dans le visible. Pour des champs magnétiques plus forts ($1,5 \text{ kG} < B/\mu < 3,0 \text{ kG}$), le phénomène est encore plus marqué puisque les pixels des taches restent sombres quelque soit leur position sur le disque solaire dans le visible, et deviennent brillants aux alentours de $0,91 R_{\odot}$ dans l’UV ($0,89 R_{\odot}$ à 1600 Å et $0,95 R_{\odot}$ à 1700 Å).

Les conclusions présentées précédemment et illustrées par les figures 4.4 (e) et (f) doivent être nuancées. Comme le montre la figure 4.6 certaines taches solaires présentent un aspect sombre en UV même à proximité du limbe solaire, contrairement à ce que suggère la figure 4.4 (f). Une explication à ce paradoxe pourrait être le fait que nous supposons que le champ observé le long de la ligne de visée est entièrement dû au champ radial, c’est-à-dire qu’il n’y a pas de champs parallèles à la surface. Cette hypothèse n’est vraiment vérifiée que dans les ombres des taches solaires. Dans les pénombres (LANGHANS et al., 2005), les facules et le Soleil calme (BONET, CABELLO et SÁNCHEZ ALMEIDA, 2012; LITES et al., 2017) on trouve des champs magnétiques ayant une inclinaison non normale à la surface solaire, et qui peuvent être surestimés au limbe lorsque l’on considère le rapport B/μ . Donc dans la figure 4.4, les champs magnétiques entre $1,5 \text{ kG} < B/\mu < 3,0 \text{ kG}$ ne seraient pas composés que de tache solaire, mais

d'un mélange de taches solaires sombres et de facules brillantes, dont le champ est surestimé à cause de l'utilisation de B/μ . Un tel mélange pourrait expliquer le paradoxe entre les observations de la figure 4.6 et les mesures de contraste de la figure 4.4.

Outre le fait que le champ magnétique n'est pas suffisant pour définir les structures (comme discuter dans la Sect. 5.1), cela souligne que l'utilisation de B/μ comme indice du champ magnétique n'est peut être pas adéquate dans l'étude du contraste, et que l'utilisation de magnétogrammes vectoriels dans les études d'irradiance devrait être considérée.

4.2.4 Explications des différences entre le contraste à 1600 Å et 1700 Å

Pour finir, on observe sur la figure 4.4 une différence entre le comportement du contraste à 1600 Å et à 1700 Å. On constate, comme dans la section 4.1.1, que le contraste à 1600 Å est plus fort que celui à 1700 Å. La diminution du contraste observée pour les pixels avec $45 \text{ G} < B/\mu < 600 \text{ G}$ est moins brusque à 1600 Å qu'à 1700 Å. L'augmentation du contraste pour les pixels avec $B/\mu > 600 \text{ G}$ est plus rapide à 1600 Å qu'à 1700 Å. Nous avons déjà proposé que ces différences soient dues à la présence de la raie C IV dans le canal à 1600 Å, et ces observations viennent renforcer cette hypothèse. Le contraste plus fort à 1600 Å s'explique par la présence de cette raie qui se rajoute à l'émission du continuum, et augmente le contraste dans le canal 1600 Å. De plus comme la raie C IV est une raie qui se forme plus haut dans l'atmosphère solaire, dans la région de transition, elle sera donc plus visible à proximité du limbe et son intensité sera plus forte au limbe (PHILLIPS, 2008, 2.4.2, p.44). Cette augmentation de l'intensité de la raie C IV à l'approche du limbe va compenser la diminution de l'intensité dans le continuum dû à l'absorption par l'atmosphère solaire et ainsi ralentir la décroissance du contraste à 1600 Å à l'approche du limbe solaire.

4.3 **Contraste des pixels en fonction de la longueur d'onde**

Nous allons maintenant étudier les relations qui existent entre les contrastes à différentes longueurs d'onde. La figure 4.7 présente la moyenne du contraste médian journalier à une longueur d'onde en fonction du même contraste, mais observé dans une autre longueur d'onde. La figure (a) montre le contraste dans

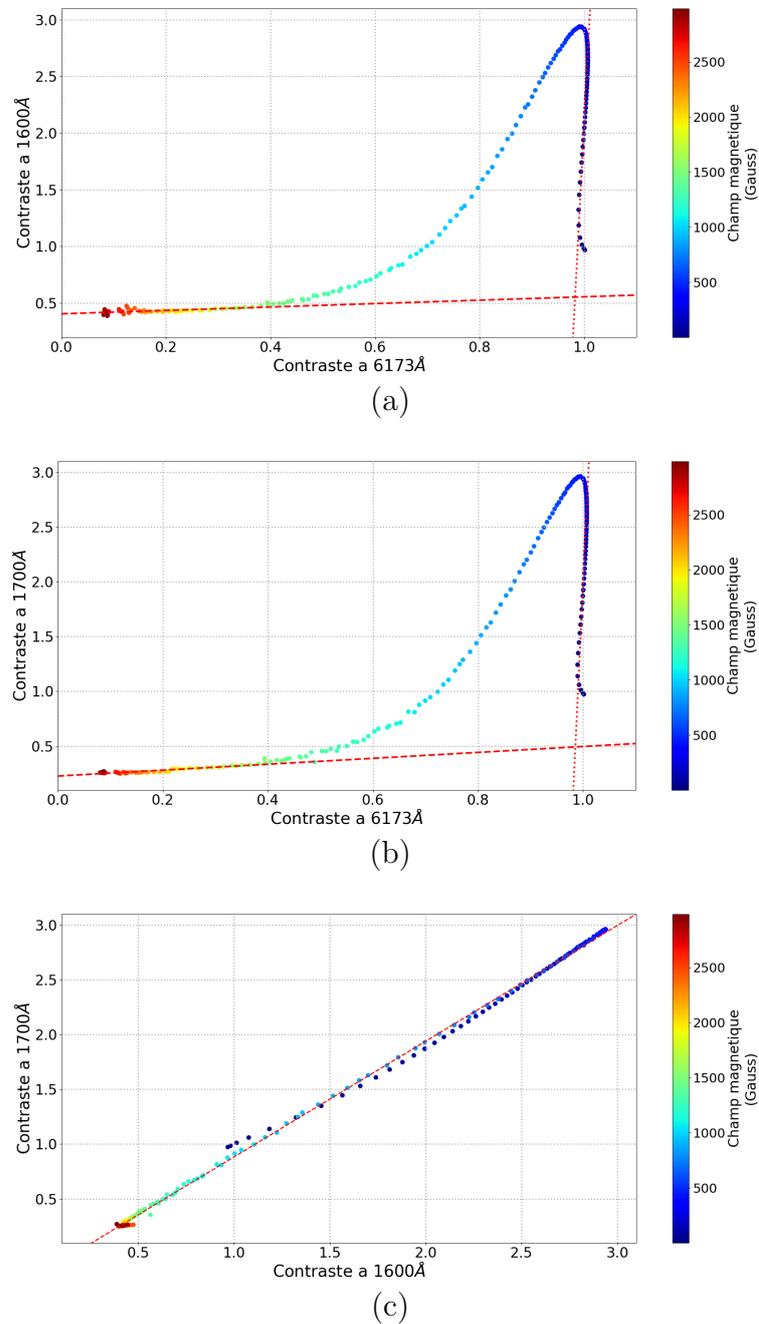


FIGURE 4.7 – Comparaison du contraste au centre du disque à 1600 Å en fonction de celui à 6173 Å (a), à 1700 Å en fonction de celui à 6173 Å (b) et à 1700 Å en fonction de celui à 1600 Å (c). Les droites en rouge représentent les approximations linéaires reliant le contraste des facules (en pointillés) et des taches (en tirets). La ligne en tirets de la figure (c) représente la relation linéaire que l'on suppose entre 1600 Å et 1700 Å.

l'UV à 1600 Å en fonction du contraste dans le visible à 6173 Å, la figure (b) l'UV à 1700 Å en fonction de celui dans le visible à 6173 Å. Pour finir, la figure (c) montre le contraste à 1700 Å en fonction du contraste à 1600 Å.

Sur la figure 4.7 (c), on observe que le contraste à 1700 Å est proportionnelle à celui à 1600 Å (droite en tiret pointillé Fig. 4.7 (c)). La relation reliant les contrastes à ces deux longueurs d'onde, quelle que soit la valeur du champ magnétique, est :

$$C_{1700\text{Å}} = 1,06 \times C_{1600\text{Å}} - 0,18 \quad (4.1)$$

Ce résultat pouvait déjà être supposé au regard de la similitude des courbes de contraste à 1600Å et 1700Å présentée dans la figure 4.1.

Les figures 4.7 (a) et (b) montrent le contraste dans l'UV en fonction du contraste dans le visible. Le contraste dans l'UV n'est clairement pas proportionnel à celui dans le visible. Cependant si on considère individuellement chaque structure comme définie dans la section 4.2 la relation entre le contraste dans l'UV et le contraste dans le visible semble pouvoir être approximé par une relation linéaire. Prenons par exemple les champs magnétiques compris entre 45 G et 295 G et correspondant au réseau photosphérique. Le contraste de ces pixels dans l'UV à 1600 Å et celui dans le visible sont reliés par la relation (droite en pointillé Fig. 4.7 (a)) :

$$C_{1600\text{Å}} = 89,7 \times C_{6173\text{Å}} - 87,1 \quad (4.2)$$

Cette relation permet, entre 45 G et 295 G, de reproduire près de 82% des variations du contraste à 1600 Å en fonction de celui à 6173 Å.

Dans le modèle SATIRE-S (KRIVOVA, SOLANKI et UNRUH, 2011) les contrastes des structures entre 1150 Å et 1800 Å sont obtenus à partir d'une relation linéaire avec les contrastes entre 1640 Å et 1740 Å, et cela dans le but de prendre en compte les effets dus aux conditions de non-équilibre thermodynamique local important à ces longueurs d'onde (Chapitre 2). Cette hypothèse de linéarité, faite par le modèle SATIRE-S, entre les contrastes de ces deux bandes spectrales est cohérente avec les observations que nous faisons d'une linéarité entre les contrastes des structures aux différentes longueurs d'onde que nous considérons.

4.4 Comparaison avec les études précédentes

Les résultats que nous avons obtenus dans le visible peuvent être comparés aux résultats d'études précédentes, notamment à ceux obtenus par ORTIZ et

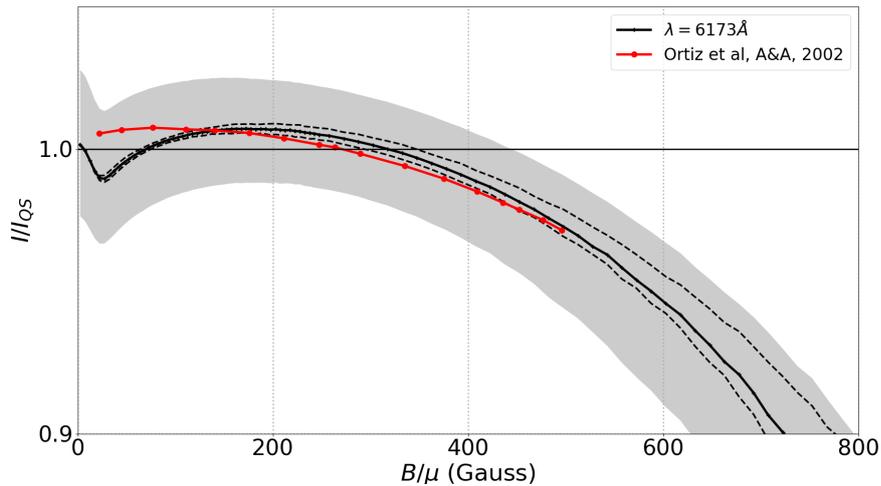


FIGURE 4.8 – Comparaison entre les contrastes dans le visible au centre du disque obtenu dans la présente étude et ceux publiés dans ORTIZ et al., 2002.

al., 2002 et YEO, SOLANKI et KRIVOVA, 2013. L'objectif est de valider les résultats que nous avons obtenus dans le domaine visible et ainsi les méthodes de réduction que nous avons employées pour obtenir les contrastes. Les contrastes dans les longueurs d'onde UV n'ayant jamais fait l'objet d'étude, la comparaison dans le visible est le seul moyen à notre disposition pour valider les traitements que nous avons effectués sur les données.

4.4.1 Comparaison avec Ortiz et al., 2002

La comparaison avec les travaux de ORTIZ et al., 2002 montre un bon accord entre nos résultats et les leurs. La figure 4.8 montre la comparaison entre les contrastes obtenus par ORTIZ et al., 2002 à partir des données SOHO/MDI et les contrastes que nous avons obtenus, au centre du disque. Le comportement des contrastes est similaire dans les deux études, avec un écart inférieur à 1%, excepté pour les champs magnétiques autour de 45 G. La différence la plus importante que l'on observe pour $B/\mu < 45$ G est liée à la faible résolution de l'instrument SOHO/MDI qui ne permet pas de mettre en évidence le *fishhook* dans les courbes de contraste. Ce dernier correspond à la diminution locale du contraste autour de 45 G et est dû aux inter-granules sombres partiellement résolues par l'instrument SDO/HMI. SOHO/MDI ne pouvant résoudre les structures de cette taille, le fishhook ne peut être visible sur ces données et il en résulte un contraste plus élevé (KAHIL, RIETHMÜLLER et SOLANKI, 2017)

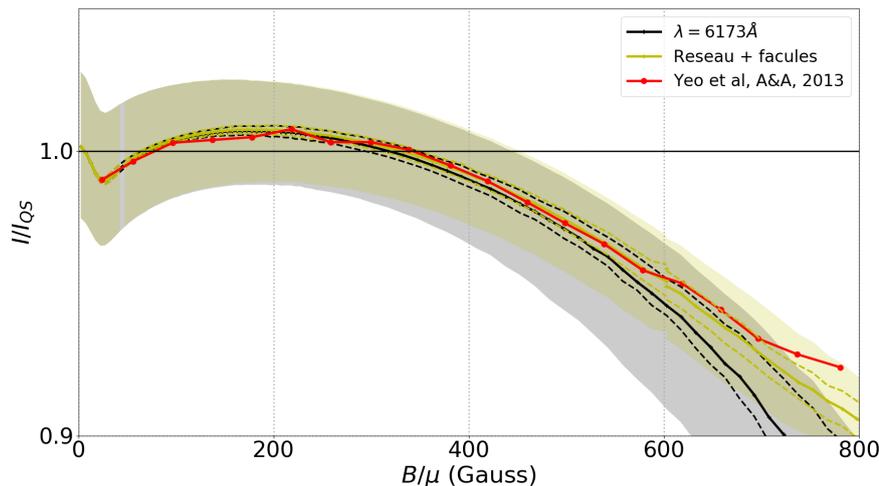


FIGURE 4.9 – Comparaison entre les contrastes dans le visible au centre du disque obtenu dans la présente étude et ceux publiés dans YEO, SOLANKI et KRIVOVA, 2013.

4.4.2 Comparaison avec Yeo, Solanki et Krivova, 2013

La comparaison avec les travaux de YEO, SOLANKI et KRIVOVA, 2013 montre un très bon accord entre nos contrastes et les leurs. La figure 4.9 montre la superposition des contrastes publiés par YEO, SOLANKI et KRIVOVA, 2013 et ceux que nous avons obtenus dans le visible, au centre du disque solaire. On observe un excellent accord entre les deux séries de contraste jusqu'à 500 G. Pour des champs magnétiques supérieurs à 500 G, le contraste obtenu par YEO, SOLANKI et KRIVOVA, 2013 est supérieur au contraste que nous obtenons ; cependant, cette précédente étude ne s'intéressait qu'au réseau et aux facules et ne sélectionnait que les pixels plus brillants que le Soleil calme ; on peut donc s'attendre à ce que le contraste observé soit plus fort, particulièrement pour les champs magnétiques supérieurs à 500 G où nous commençons à avoir une coexistence de structures brillantes (facules) et de structures sombres (pénombres). Cette hypothèse est confirmée quand nous traçons sur la figure 4.9 le contraste des structures brillantes (dont la définition sera donnée au chapitre suivant). Les résultats de YEO, SOLANKI et KRIVOVA, 2013 correspondent parfaitement aux nôtres, quelle que soit la valeur du champ magnétique, quand l'on ne considère que les structures brillantes. Ceci est particulièrement intéressant puisque cette précédente étude avait pris soin de moyenner sur 315s les images et magnétogrammes de SDO/HMI pour supprimer tous les effets des modes-p sur les données. Le très bon accord entre les contrastes provenant de ces deux études montre que les effets des modes-p n'impactent pas nos résultats. La figure 4.11 montre la comparaison des contrastes que nous avons obtenus pour un

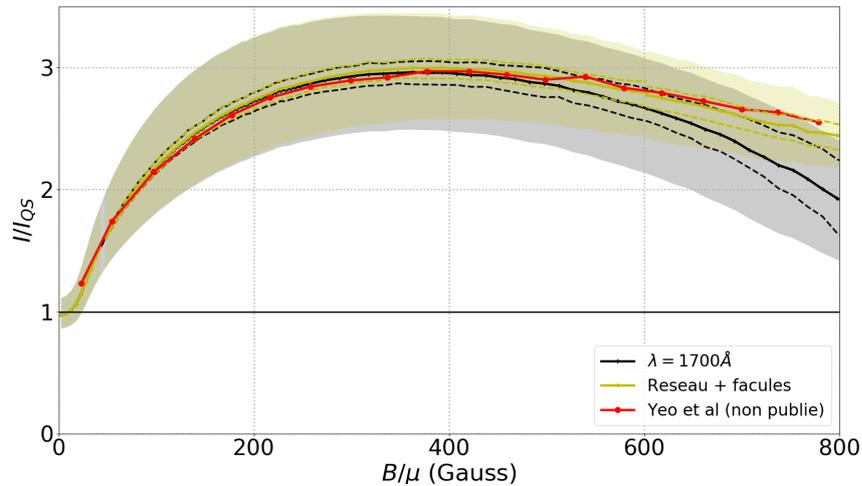


FIGURE 4.10 – Comparaison entre les contrastes dans l’UV à 1700 Å au centre du disque obtenu dans la présente étude et ceux obtenu par Yeo (non publié).

jour quelconque avec les contrastes publiés dans YEO, SOLANKI et KRIVOVA, 2013. Dans ce cas, même avec une statistique bien plus faible que la précédente étude, nous observons toujours un très bon accord ; même si les contrastes de ce présent travail sont plus bruités (puisqu’ mesurés sur une seule journée), la tendance générale correspond bien aux observations de l’étude précédente. Nous concluons donc que les modes- p n’impactent pas les contrastes que nous mesurons et que cet impact a été surestimé dans les précédentes études. Cette conclusion est renforcée par la comparaison des contrastes obtenus par Yeo à 1700 Å (non publié) et les nôtres (Fig. 4.10) qui montre un excellent accord entre les contrastes obtenus par Yeo, où les modes- p ont été retirées, et les nôtres.

Nos résultats sont en parfait accord avec les précédentes observations de contraste dans le domaine visible. Ceci valide notre analyse, bien que moins stricte, puisqu’elle donne des résultats équivalents, et nous concluons que les effets des modes- p ont été probablement surestimés dans les précédentes études.

4.4.3 Comparaison des fishhook avec Kahil, Riethmüller et Solanki, 2017

Pour appuyer encore cette conclusion, nous pouvons observer le *fishhook* précédemment évoqué. Cette diminution locale du contraste pour des champs magnétiques de l’ordre de 45 G (NARAYAN et SCHARMER, 2010 ; KOBEL, SOLANKI et BORRERO, 2011 ; KAHIL, RIETHMÜLLER et SOLANKI, 2017) se révèle très sensible à la résolution et à la manière dont les données sont traitées. La

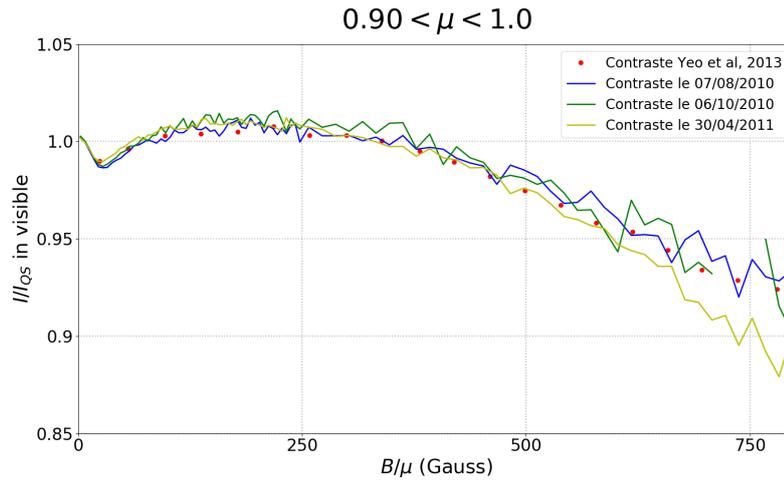


FIGURE 4.11 – Comparaison entre les contrastes dans le visible et au centre du disque obtenu dans la présente étude pour trois jours distincts avec ceux publiés dans YEO, SOLANKI et KRIVOVA, 2013. On constate un très bon accord entre les contrastes obtenus ici et ceux publiés précédemment, même dans le cas où nous sélectionnons volontairement un échantillon très petit.

figure 4.12 montre le *fishhook* observé par KAHIL, RIETHMÜLLER et SOLANKI, 2017 et celui que nous observons dans nos résultats. Le *fishhook* observé dans notre étude est 70% plus faible et se produit pour des champs magnétiques presque 3 fois moins forts que dans le cas de cette précédente étude.

KAHIL, RIETHMÜLLER et SOLANKI, 2017 ont montré que la résolution de l'instrument avait un fort impact sur les caractéristiques des *fishhook*, et la figure 4.12 montre comment celui-ci évolue lorsque l'on dégrade la résolution des données, en passant d'une résolution de 0,05" (SUNRISE/IMaX) à une résolution de 0,32" (Hinode/SOT). Cette baisse de résolution a pour effet de diminuer la profondeur du *fishhook* de 28%, et de le déplacer vers des champs magnétiques 1,8 fois moins intenses. La diminution de la résolution de l'instrument diminue donc la profondeur du *fishhook* et la valeur du champ magnétique pour laquelle il se produit. Si on suppose que la profondeur et la position du *fishhook* diminuent linéairement avec la résolution de l'instrument, et comme les données que nous employons ont une résolution de 0,6", soit 1,87 fois la résolution de Hinode/SOT, on peut en déduire que notre *fishhook* doit être 53% moins intense et se produire pour des champs magnétiques 3,3 fois plus faibles que celui observé par KAHIL, RIETHMÜLLER et SOLANKI, 2017. Ces valeurs théoriques sont cohérentes avec ce que nous observons dans cette étude, les différences entre le *fishhook* que nous observons et celui observé dans de précédentes études semblent donc bien liées principalement à la faible résolution des

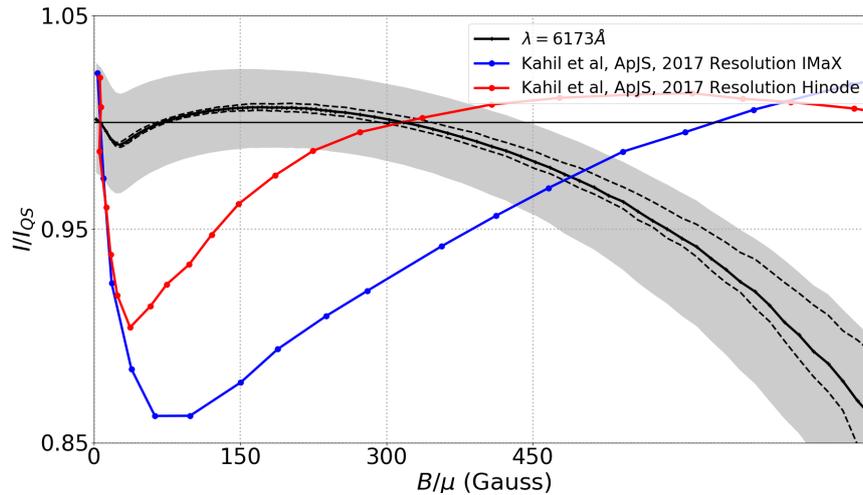


FIGURE 4.12 – Comparaison entre le fishhook obtenu dans notre étude et celui publié par KAHIL, RIETHMÜLLER et SOLANKI, 2017. Sur la figure, la courbe en bleu représente le fishhook publié par KAHIL, RIETHMÜLLER et SOLANKI, 2017 en utilisant les données de SUNRISE/IMaX avec leur résolution maximale de $0,05''$. La courbe rouge montre le fishhook de cette même étude, mais après dégradation des données à la résolution de Hinode/SOT ($0,32''$). L'impact de la dégradation de la résolution est clairement visible sur la profondeur et la position du fishhook

données que nous utilisons. Ceci explique également pourquoi nous n'observons pas de *fishhook* dans l'UV, alors que KAHIL, RIETHMÜLLER et SOLANKI, 2017 observe un *fishhook* dans l'UV vers 50 G.

La comparaison de nos résultats avec les études précédemment publiées ne montre aucune différence notable dans les valeurs et le comportement des contrastes obtenus. Nous sommes donc confiants quant à la robustesse des contrastes que nous avons obtenus et des conclusions qui en découleront au chapitre suivant. Pour finir, étudions et évaluons les incertitudes sur les contrastes que nous avons obtenus.

4.5 Incertitudes et limitations

Même si la comparaison avec les études précédentes montre un bon accord avec les contrastes que nous obtenons et que nous en concluons que nos résultats sont fiables, ceux-ci restent entachés d'erreurs qu'il nous faut quantifier. Ces erreurs peuvent provenir soit des traitements que nous avons effectués sur nos images (Chapitre 3), soit de problèmes instrumentaux, et notamment la présence de lumière parasite.

4.5.1 Incertitudes sur les contrastes

Notre objectif est de déterminer la part de la dispersion totale des pixels $\sigma_{C(B/\mu,\mu)}$ due au traitement que nous effectuons (Chapitre 3) et la part due à la dispersion naturelle de l'intensité solaire. Le contraste d'un pixel à une longueur d'onde donnée a été défini par l'équation 3.4 comme :

$$C(B/\mu,\mu) = \frac{I(B/\mu,\mu)}{CLV_{QS}(\mu)} \quad (4.3)$$

CLV_{QS} correspond aux résultats de nos traitements, et $\frac{\sigma_{CLV_{QS}(\mu)}}{CLV_{QS}(\mu)}$ correspond à la dispersion relative due aux traitements que nous avons faits. I correspond à l'intensité d'un pixel de l'image et peut s'écrire :

$$I_{pixel}(B/\mu,\mu) = I_0(B/\mu) + FF(\mu) \quad (4.4)$$

avec $I_0(B/\mu)$ l'intensité "réelle" du Soleil et $FF(\mu)$ le *flatfield* résiduel de l'instrument (Chapitre 3). À partir des équations 4.3 et 4.4, on peut montrer que la dispersion du contraste des pixels est :

$$\left(\frac{\sigma_{C(B/\mu,\mu)}}{C(B/\mu,\mu)} \right)^2 = \left(\frac{\sigma_{I_0(B/\mu)}}{I_0(B/\mu)} \right)^2 + \left(\frac{\sigma_{FF(\mu)}}{FF(\mu)} \right)^2 + \left(\frac{\sigma_{CLV_{QS}(\mu)}}{CLV_{QS}(\mu)} \right)^2 \quad (4.5)$$

La dispersion du contraste des pixels est donc due à la dispersion intrinsèque du Soleil ($\left(\frac{\sigma_{I_0(B/\mu)}}{I_0(B/\mu)}\right)^2$), à la dispersion induite par le *flatfield* de l'instrument ($\left(\frac{\sigma_{FF(\mu)}}{FF(\mu)}\right)^2$) et à la dispersion induite par nos traitements ($\left(\frac{\sigma_{CLV_{QS}(\mu)}}{CLV_{QS}(\mu)}\right)^2$). Si l'on considère que la dispersion induite par le *flatfield* résiduel FF est plus faible que celle induite par le *flatfield* original de l'instrument FF_0 , on peut montrer grâce à l'équation 4.4 et en observant FF_0 que la dispersion induite par le *flatfield* résiduel est négligeable face à la dispersion intrinsèque du Soleil. On peut donc assimiler la dispersion intrinsèque du Soleil à la dispersion des intensités des pixels des images SDO/HMI et SDO/AIA, que l'on peut mesurer. On calcule donc la dispersion relative du contraste des pixels par :

$$\left(\frac{\sigma_{C(B/\mu,\mu)}}{C(B/\mu,\mu)} \right)^2 = \left(\frac{\sigma_{I(B/\mu)}}{I(B/\mu)} \right)^2 + \left(\frac{\sigma_{CLV_{QS}(\mu)}}{CLV_{QS}(\mu)} \right)^2 \quad (4.6)$$

La figure 4.13 présente les importances relatives de la dispersion liée à la variabilité naturelle du Soleil (en rouge) et celle liée à nos traitements (en bleu). On observe pour toutes les longueurs d'onde que la dispersion du contraste des

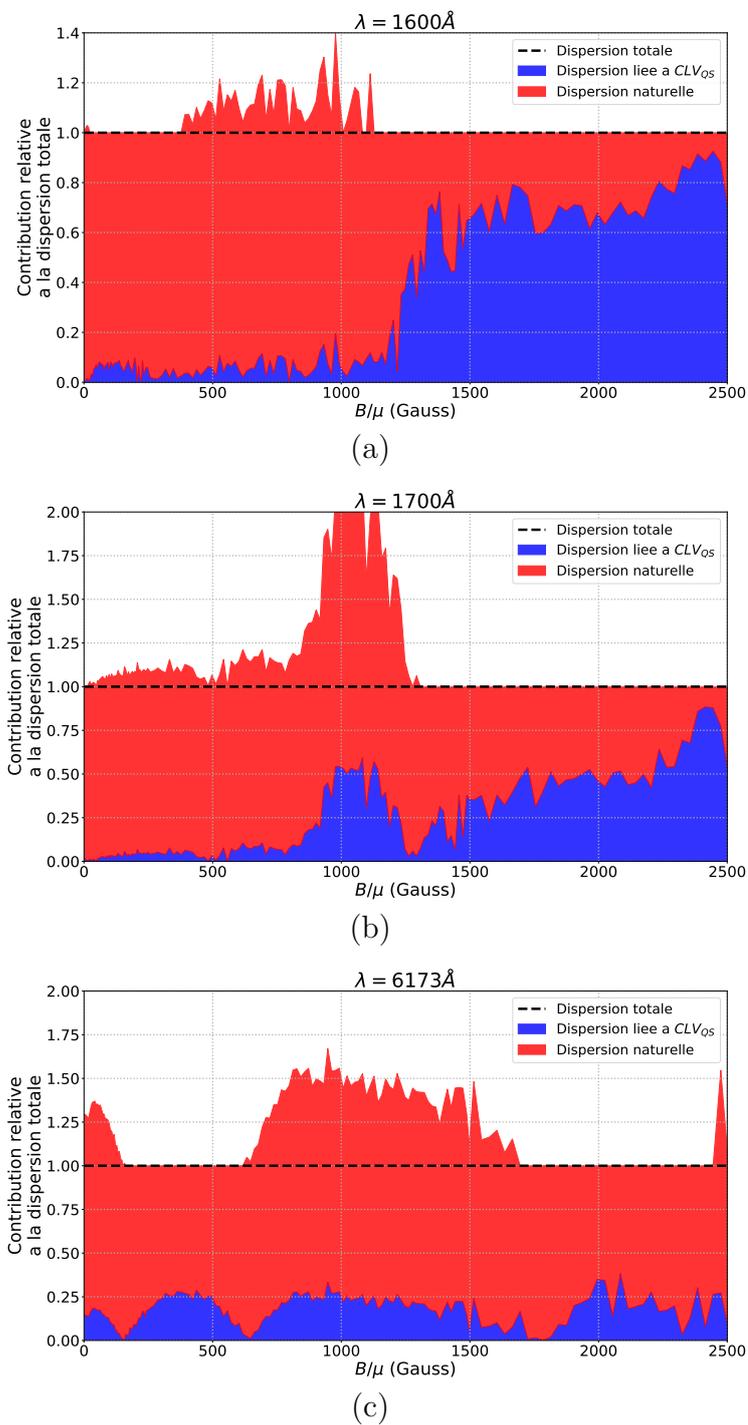


FIGURE 4.13 – Importance relative de la dispersion due aux calculs de CLV_{QS} (en bleu), et celle due à la dispersion naturelle des contrastes solaires (en rouge). La dispersion finale est représenté par la ligne en pointillée noire.

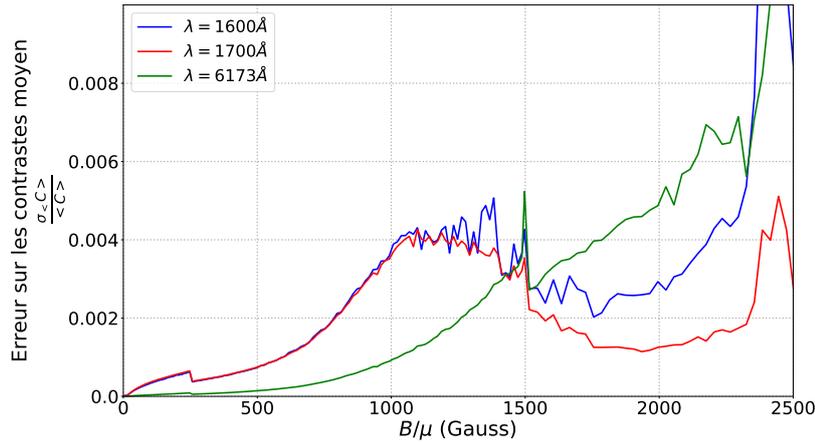


FIGURE 4.14 – Incertitudes sur le contraste moyen des pixels au centre du disque en fonction du champ magnétique à 6173 Å (en vert), à 1600 Å (en bleu) et à 1700 Å (en rouge).

pixels est dominée par la dispersion naturelle de l'intensité des pixels jusqu'à environ 1,0 kG. On constate sur la figure 4.13 des valeurs supérieures à 1, elles correspondent à des valeurs de champ magnétique où l'erreur relative sur CLV_{QS} est négative, et où la dispersion naturelle de l'intensité des pixels est supérieure à la dispersion finale du contraste. Dans ces cas, l'erreur faite sur CLV_{QS} a pour effet de diminuer la dispersion du contraste final que nous obtenons.

Pour estimer l'incertitude que nous faisons sur le contraste moyen des pixels, nous pouvons utiliser la dispersion du contraste que nous observons. Même si comme nous venons de le voir, la majeure partie de cette dispersion est due à la dispersion naturelle des intensités des pixels solaires, c'est la dispersion totale du contraste des pixels qui va limiter la précision du contraste moyen. En utilisant le théorème central limite, connaissant la dispersion $\sigma_{C(B/\mu,\mu)}$ et le nombre de pixels N pour chaque valeur de B/μ et de μ et pour un jour donné, nous déduisons que l'erreur sur la valeur moyenne au cours des 467 jours que nous observons est :

$$\sigma_{\langle C(B/\mu,\mu) \rangle} = \frac{\sigma_{C(B/\mu,\mu)}}{\sqrt{N \times 467}} \quad (4.7)$$

La figure 4.14 montre la précision sur le contraste moyen au centre du disque (Fig. 4.1 et 4.4) en fonction du champ magnétique et pour les trois longueurs d'onde considérées. En moyenne, pour des champs magnétiques entre 0 G et 2,5 kG, le contraste moyen est connu avec une précision d'environ 0,2% en UV et dans le visible. Les discontinuités dans l'incertitude du contraste à 250 G et 1,5 kG présentes dans la figure 4.14 sont dues aux changements dans le pas d'échantillonnage du champ magnétique (Sect. 3.3.4).

Lors de cette analyse, nous n'avons pas pris en compte toutes les sources

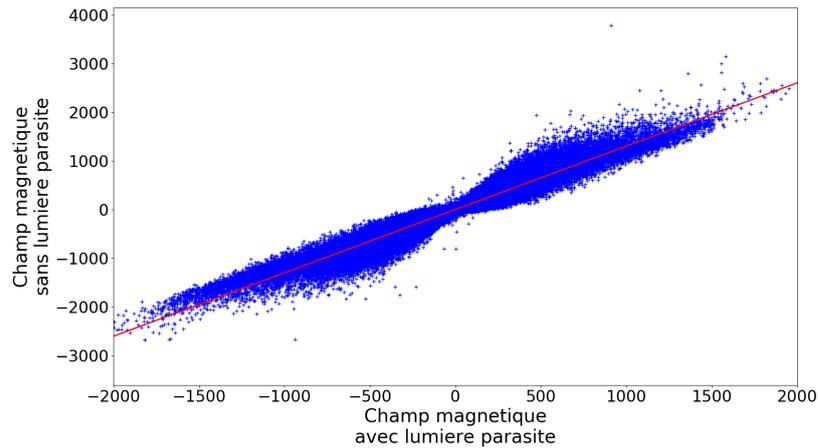


FIGURE 4.15 – Valeur du champ magnétique corrigé de l’impact des lumières parasites en fonction du champ magnétique non corrigé. Le champ magnétique corrigé est plus intense que le champ magnétique original. Le champ magnétique une fois corrigé des lumières parasites est 1,37 (droite en rouge) fois plus fort que le champ magnétique original.

d’erreurs. Nous avons par exemple négligé l’impact du bruit de photon sur nos résultats. Cependant, si l’on considère que le bruit de photon est d’environ 1 ADU, on en déduit que celui-ci cause une erreur de l’ordre de 0,7% pour le Soleil calme à 1600 Å, de 0,1% à 1700 Å et 0,002% à 6173 Å. Ceci reste bien inférieur aux incertitudes présentées ici et elles semblent une estimation raisonnable des erreurs de nos mesures.

4.5.2 Impact des lumières parasites

Un autre problème affectant nos images provient des lumières parasites dans les instruments (YEO et al., 2014a ; CRISCUOLI, NORTON et WHITNEY, 2017). Les études de YEO et al., 2014a et CRISCUOLI, NORTON et WHITNEY, 2017 ont mis en évidence que les lumières parasites provoquent une diminution du champ magnétique et du contraste mesuré par SDO/HMI. Nous avons eu accès, grâce à Jerry Harder, à des données SDO/HMI prises entre le 16 août et le 15 septembre 2012 corrigées des lumières parasites. La figure 4.15 montre la valeur du champ magnétique des pixels provenant de magnétogrammes corrigés des lumières parasites en fonction du champ magnétique des pixels provenant de magnétogrammes non corrigés. Les pixels considérés dans cette figure ont été sélectionnés dans un carré de 512 pixels de côté au centre du disque³ le 16 août 2012. On observe que le retrait des lumières parasites de l’instrument SDO/HMI a pour effet de multiplier par 1,37 la valeur du champ magnétique

3. Cette zone a été choisi afin de limiter les effets de la CLV.

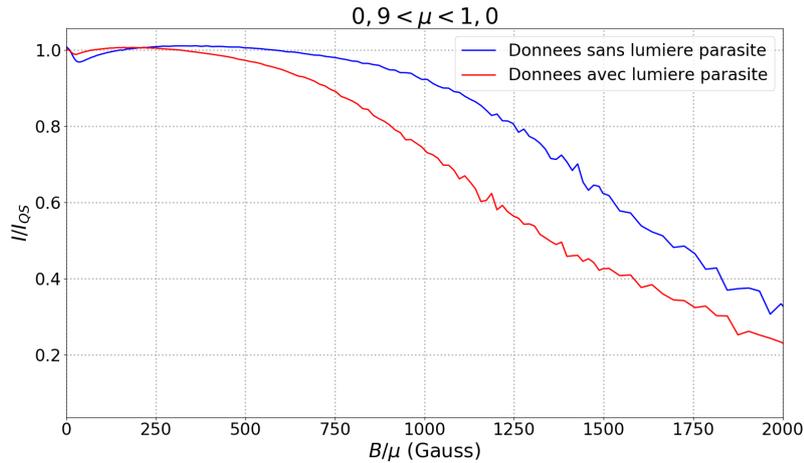


FIGURE 4.16 – Comparaison entre les contrastes dans le visible, à 6173 Å obtenus sans corriger les données SDO/HMI de la lumière parasite (courbe rouge) et les contrastes obtenus en corrigeant les données SDO/HMI de la lumière parasite (courbe bleue).

des magnétogrammes, ce qui est cohérent avec les observations de YEO et al., 2014a. Une comparaison similaire de l'intensité des pixels des images SDO/HMI à 6173 Å sur une zone 512 pixels de côté au centre du disque montre que le retrait des lumières parasites provoque une augmentation de l'intensité des pixels d'un facteur 1,2. Au final, l'impact combiné des lumières parasites sur le champ magnétique et sur l'intensité des pixels est montré dans la figure 4.16. Cette figure montre le contraste moyen dans le visible obtenu pour un jeu de données compris entre le 16 août et le 15 septembre 2012, où les lumières parasites ont été supprimées (courbe bleue) et où elles ont été conservées (courbe rouge). On observe une différence dans les valeurs des contrastes obtenus, notamment pour les champs magnétiques élevés ($B/\mu > 1.0$ kG) où la différence relative peut atteindre 50%. Au niveau des champs magnétiques plus faibles, aux alentours $B/\mu \approx 300$ G, l'impact est plus faible, et est inférieur à 2%.

Nous venons ici de détailler les impacts des lumières parasites dans le visible et sur les champs magnétiques, mais nous ne pouvons pas faire la même chose dans l'UV. Nous n'avons aucune information sur l'existence de lumières parasites dans SDO/AIA. BOERNER et al., 2012 ont montré que les canaux UV de SDO/AIA souffrent de réflexions qui provoquent une image fantôme à 2' au Sud-Est du disque. Cette image fantôme est prise en compte dans les traitements de l'instrument, mais on ne peut pas exclure la présence d'autres lumières parasites non prises en compte par les algorithmes de traitement de l'instrument.

Cependant, une récente discussion avec Sami Solanki (le 23/08/2018) amène une nouvelle possibilité pour évaluer l'importance des lumières parasites de SDO/AIA. En effet, les courbes de Planck associées aux taches solaires suggèrent que leurs contrastes dans l'UV doivent être inférieurs à leurs contrastes dans le visible. La différence entre le contraste des taches dans le visible et l'UV pourrait donc permettre d'estimer les lumières parasites de SDO/AIA. Nous n'avons pas eu le temps de pousser nos investigations sur cette hypothèse, il nous faut notamment déterminer le contraste que devrait avoir les taches d'après leurs courbes d'émissions corps noir. De plus, cela suggère que la constance du contraste associé aux champs magnétiques élevés de la figure 4.1 ne serait pas due aux propriétés des tubes de flux, mais aux lumières parasites de SDO/AIA.

Cependant, nous pouvons conclure que les lumières parasites n'impactent pas la comparaison avec le modèle SATIRE-S que nous développerons au chapitre suivant. Les paramètres libres du modèle SATIRE-S, telle que B_{sat} (Sect. 2.3.2) et B_{cut} (Sect. 5.1.1), étant ajustés via des magnétogrammes non corrigés des lumières parasites, le retrait de ces dernières implique une réévaluation de la valeur des paramètres libres du modèle. Donc la prise en compte des lumières parasites n'a pas d'impact et n'est pas souhaitable pour la comparaison avec le modèle SATIRE-S. Si nous prenions en compte l'impact des lumières parasites dans nos calculs de contraste, il nous faudrait aussi étudier l'impact de ces lumières parasites sur le modèle SATIRE-S lui-même.

4.6 Conclusion

Dans ce chapitre, nous avons présenté les contrastes des pixels en fonction du champ magnétique et de la position sur le disque. On observe que le contraste des pixels en fonction du champ magnétique augmente jusqu'à une valeur maximale, atteinte aux alentours de 500 G en UV, avant de redescendre et de se stabiliser pour les champs magnétiques associés aux taches. Ce comportement peut être expliqué à l'aide de tubes de flux, en supposant que la taille du tube de flux augmente avec le champ magnétique et que la brillance du tube de flux diminue quand la taille de ce dernier augmente (Sect. 4.1.1, FLIGGE et SOLANKI, 2000).

La variation en fonction de la position du contraste des pixels montre une augmentation du contraste au limbe. Ceci s'explique par une meilleure visibilité des murs chauds, et brillants, des tubes de flux au limbe par rapport au centre froid, et sombre, du tube. Ceci est particulièrement notable pour les taches où le contraste inférieur à 1 au centre devient supérieur à 1 au limbe. Le moment où la transition, pour les champs magnétiques associés aux taches, entre pixels sombres et pixels brillants s'opère n'est pas le même en UV et en visible. Je propose comme explication à ce phénomène une augmentation de la profondeur de la dépression de Wilson dans le domaine UV. Nous notons également que le contraste en UV pour des champs magnétiques entre 45 G et 595 G a un comportement inverse à celui précédemment décrit, il diminue au limbe au lieu d'augmenter. Nous ne parvenons pas à expliquer l'origine de ce comportement. Ceci ne peut être expliqué par un chauffage radiatif plus important en UV que dans le visible, car cette explication entre en contradiction avec le modèle classique des tubes de flux qui explique bien le comportement du contraste des taches et le comportement du contraste en fonction du champ magnétique. Nous n'avons pas d'autres explications à proposer pour ce phénomène.

Les différences observées entre le comportement des contrastes à 1600 Å et 1700 Å peuvent s'expliquer par la présence de la raie C IV, provenant de la région de transition, dans le canal à 1600 Å de SDO/AIA. Les différences de comportement causées par la présence de la raie C IV auxquelles on pourrait s'attendre, comme un contraste plus fort au limbe à 1600 Å, correspondent bien aux observations que nous faisons.

On observe que les contrastes à 1600 Å et 1700 Å sont reliés par une relation linéaire, mais les contrastes dans le visible et l'UV ne sont pas reliés par une relation linéaire. Cependant, si l'on considère une structure spécifique, le contraste dans le visible est proportionnel à celui dans l'UV. Ces observations

sont en accord avec les hypothèses du modèle SATIRE-S qui suppose une relation linéaire entre le contraste des structures entre 1150 Å et 1800 Å et le contraste entre 1640 Å et 1740 Å (2). Nos observations valident cette hypothèse faite par le modèle SATIRE-S.

La comparaison des contrastes que nous obtenons avec ceux obtenus dans de précédentes études donne un très bon accord. Les résultats de ces précédentes études sont quasiment identiques à ceux que nous présentons. Il est même étonnant de trouver un si bon accord puisque ORTIZ et al., 2002 utilisait des données provenant de SOHO/MDI, c'est à dire à une longueur d'onde différente et avec une résolution moindre, et YEO, SOLANKI et KRIVOVA, 2013 effectuait des prétraitements beaucoup plus poussés, et prenant en compte l'impact des modes-p sur les données de SDO/HMI. Le très bon accord que nous observons suggère que l'impact des modes-p, et d'autres artefacts comme les pixels solitaires ont été surestimés dans les études précédentes.

À partir de l'observation de la dispersion du contraste que nous calculons et de la dispersion de l'intensité des pixels des images SDO/HMI et SDO/AIA, nous concluons que la dispersion du contraste est principalement due à la variabilité naturelle du Soleil. Le calcul de CLV_{QS} ne peut pas expliquer plus de 20% de la dispersion des contrastes dans l'UV et plus de 25% dans le visible (Fig. 4.13). La dispersion finale des contrastes, même si en grande partie due à la dispersion naturelle du Soleil, est la principale limitation du contraste moyen. À partir de la dispersion du contraste des pixels, nous montrons que le contraste moyen est connu avec une précision moyenne de 0,2% dans l'UV et le visible.

Les lumières parasites des instruments sont problématiques. Dans le visible nous avons pu avoir accès à des données nettoyées, et même si la valeur des contrastes est fortement impactée, les variations du contraste avec le champ magnétique ne semblent pas touchées. Puisque les conclusions et implications sur les modèles d'irradiance que nous allons évoquer au chapitre suivant ne sont dues qu'au comportement du contraste, il est peu probable que les lumières parasites aient un impact sur les thèses qui seront défendues. De plus, notre objectif étant de faire une étude critique des hypothèses faites par les modèles d'irradiance, et ceux-ci ne prenant pas en compte les lumières parasites, ne pas prendre en compte ces derniers n'a que peu d'impact sur nos conclusions. Pour pouvoir discuter de l'impact des lumières parasites sur les conclusions présentées au chapitre 5, il nous faudrait d'abord connaître l'impact de ces lumières parasites sur les modèles que nous testons, notamment sur les valeurs de leurs paramètres libres.

Nous venons de décrire les résultats par pixels de mes calculs, cependant

notre objectif est de contraindre les modèles d'irradiance. Pour cela il nous faut étudier les propriétés du contraste des structures magnétiques telles que définies par les modèles. Il me sera alors possible de tester les hypothèses faites par les modèles d'irradiance sur ces structures. C'est ce que je vais maintenant aborder dans le chapitre suivant.

Chapitre 5

Contraste des structures solaires

Impacts sur les hypothèses du modèle

SATIRE-S

Dans ce chapitre, je vais présenter le contraste des structures solaires utilisées par le modèle SATIRE-S. Ce chapitre comprend quatre parties ; la première présente la définition des structures du modèle SATIRE-S et compare l'accord entre ces définitions et la distribution du contraste des pixels. La deuxième partie se concentre sur des pixels qui semblent mal classifiés par le modèle SATIRE-S. L'objectif sera de définir la nature de ces pixels, ainsi que l'impact de cette mauvaise classification sur la qualité des reconstructions du modèle SATIRE-S. La troisième partie présente la variabilité magnétique du contraste des structures et son impact sur les reconstructions de la SSI. Cette section se focalise sur la variabilité magnétique du réseau photosphérique et examine les performances de la variabilité magnétique du réseau supposée par le modèle SATIRE-S. Pour finir, la dernière partie présente l'évolution du contraste des structures en fonction du temps. La constance du contraste au cours du cycle solaire est une hypothèse forte faite par beaucoup de modèles et nous discuterons de la vraisemblance de cette hypothèse vis-à-vis de nos résultats.

Dans ce chapitre, nous discutons nos résultats obtenus à 6173 Å et 1600 Å, sauf dans l'étude de la variabilité temporelle du contraste. Les contrastes à 1700 Å donnent des résultats similaires à ceux à 1600 Å.

5.1 Les structures du modèle SATIRE-S

5.1.1 Définitions

Le modèle SATIRE-S (KRIVOVA, SOLANKI et UNRUH, 2011; YEO et al., 2014b) est un des meilleurs modèles d'irradiance actuellement au point. Il permet notamment de reproduire avec une bonne précision les variations de la TSI au cours du cycle (Chapitre 2). Nous avons choisi d'analyser critiqueusement ce modèle en particulier puisque, en plus de ses bonnes performances, il se base en grande partie sur des données similaires aux nôtres, obtenues à partir de SDO/HMI. Ces observations sont utilisées par SATIRE-S pour définir les différentes structures présentes à la surface du Soleil, et nous allons utiliser les critères fournis dans la version de SATIRE-S décrite dans YEO et al., 2014b pour identifier ces structures. Cette segmentation repose sur l'application de seuils photométriques et en champ magnétique sur les données SDO/HMI. Le modèle définit les 4 structures solaires différentes :

- le Soleil calme correspond à l'ensemble des pixels dont le champ magnétique est inférieur à 45 G ($B/\mu < 45$ G)
- les pénombres correspondent à l'ensemble des pixels avec $B/\mu > 45$ G et $0,59 < C_{6173\text{\AA}} < 0,87$ ($C_{6173\text{\AA}}$ correspond au contraste à 6173 Å observé par SDO/HMI)
- les ombres correspondent à l'ensemble des pixels avec $B/\mu > 45$ G et $C_{6173\text{\AA}} < 0,59$
- les facules correspondent à tous les pixels qui n'appartiennent ni aux ombres, ni aux pénombres et avec $45 \text{ G} < B/\mu < 600$ G

Cette limite de $B/\mu = 600$ G pour les facules, nommée B_{cut} , a été introduite dans BALL et al., 2011 et BALL et al., 2012. Au-delà de cette limite, les pixels ne sont plus considérés comme des facules. Les critères d'identification des structures du modèle SATIRE-S leur attribuent bien une nature de facule, mais le modèle suppose que cette nature est biaisée par des effets de projection au limbe ou est liée à la canopée magnétique des taches solaires. Ces deux effets auraient pour conséquence d'augmenter le champ magnétique de certains pixels du Soleil calme et de les classer parmi les facules. Le modèle SATIRE-S les classent donc parmi le Soleil calme. Pour étudier la validité de ce choix, nous avons choisi de classer ces pixels (avec $B/\mu > 600$ G et $C_{6173\text{\AA}} > 0,87$) à part, et de les nommer *unclassified pixels*.

Les masques de segmentation officiels du modèle SATIRE-S n'étant pas publiés, nous avons dû trouver un autre moyen que la comparaison directe pour valider la segmentation que nous avons effectuée. Notre validation s'est appuyée

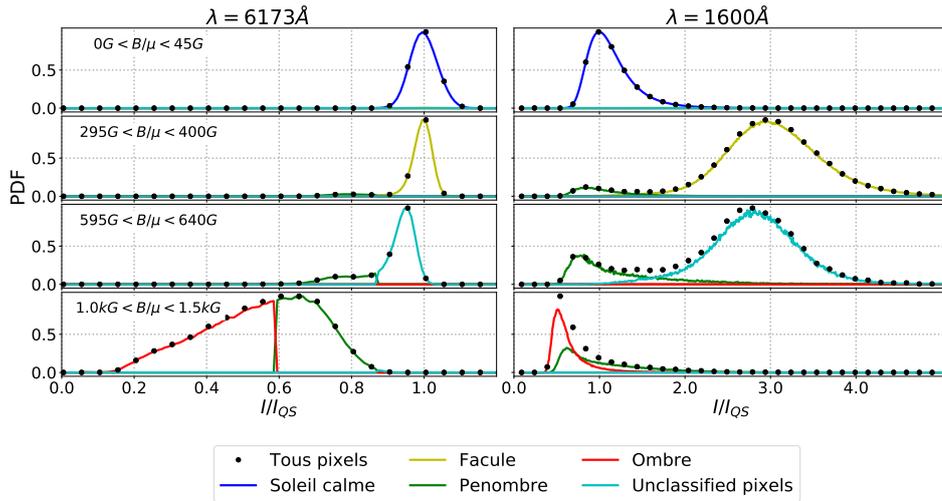


FIGURE 5.1 – Distribution du contraste des pixels au centre du disque et pour quatre intervalles de champ magnétique. Les distributions du contraste des pixels des structures définies par le modèle SATIRE-S sont aussi représentées : Soleil calme (en bleu), facules (en jaune), pénombres (en vert), ombres (en rouge) et *unclassified pixels* (en cyan).

sur deux aspects des masques SATIRE-S. 1) Les seuils magnétiques et photométriques utilisés pour créer les masques SATIRE-S sont ajustés pour reproduire l'aire quotidienne des taches solaires (*Daily Sunspot Area*, DSA) observées par le Solar Optical Observing Network (SOON). 2) Ces seuils sont également ajustés pour reproduire un rapport de 0,2 entre l'aire des ombres des taches solaires et l'aire totale des taches, telle que reporté dans les observations de BRANDT, SCHMIDT et STEINEGGER, 1990 et SOLANKI, 2003. Le DSA déduit de nos masques et lissé par une fenêtre de un mois est corrélé à 97% avec le DSA fourni par SOON. Le rapport entre l'aire des ombres et l'aire des taches que nous obtenons à partir de nos masques est de $0,18 \pm 0,04$, soit une valeur cohérente avec le rapport attendu. Nous concluons que la segmentation que nous avons effectuée sur nos images reproduit bien celle du modèle SATIRE-S.

5.1.2 Comparaison entre les structures SATIRE-S et la distribution des contrastes

La figure 5.1 représente la distribution du contraste dans le visible et à 1600 Å pour quatre intervalles de champ magnétique. Les distributions à 1700 Å (non représentées) sont similaires aux distributions à 1600 Å. Les intervalles de champ magnétique choisis correspondent approximativement à différentes structures solaires. De haut en bas les champs magnétiques avec $0 \text{ G} < B/\mu < 45 \text{ G}$

correspondent au Soleil calme, ceux avec $295 \text{ G} < B/\mu < 400 \text{ G}$ correspondent aux facules, ceux avec $595 \text{ G} < B/\mu < 640 \text{ G}$ correspondent à la transition entre les facules et les taches solaires et pour finir ceux avec $1,0 \text{ kG} < B/\mu < 1,5 \text{ kG}$ correspondent aux taches solaires. Dans chacune de ces gammes de champ magnétique, nous avons représenté par des points noirs la distribution du contraste de tous les pixels au centre du disque et en courbe colorée la distribution de chacune des structures définies par le modèle SATIRE-S.

La distribution du contraste de l'ensemble des pixels avec $295 \text{ G} < B/\mu < 640 \text{ G}$ (deuxième et troisième ligne de la figure 5.1) montre une distribution bimodale du contraste. On observe un mode plus brillant que le Soleil calme et un autre plus sombre que le Soleil calme, et cela s'interprète comme une co-existence pour une même valeur de champ magnétique de structures différentes (facules et pénombres par exemple). On observe cette bimodalité quelle que soit la position sur le disque et quelle que soit la longueur d'onde, y compris dans le visible. Le champ magnétique seul n'est donc pas suffisant pour définir les structures solaires, une information supplémentaire d'origine photométrique est indispensable. C'est ce que fait le modèle SATIRE-S en utilisant des images dans le visible en plus des magnétogrammes pour identifier les structures solaires.

L'accord entre la distribution générale des contrastes et les distributions de chaque structure du modèle SATIRE-S est très bon, y compris en UV où nous validons pour la première fois la segmentation de SATIRE-S. On observe un très bon accord entre la bimodalité observée et décrite précédemment et les distributions des structures SATIRE-S : chaque mode de la bimodalité correspond à une structure particulière du modèle SATIRE-S. Les facules et les taches se dissocient naturellement par leur contraste, chacune de ces structures correspondant à un mode de la bimodalité. La segmentation de SATIRE-S reproduit bien cela, quelle que soit la longueur d'onde. Cependant, le mode plus brillant que le Soleil calme entre $595 \text{ G} < B/\mu < 640 \text{ G}$ ne correspond pas aux facules, mais aux *unclassified pixels* que nous avons définis. Même si dans le visible ce mode apparaît centré autour de $C = 0,95$, ce n'est pas le cas dans l'UV où il est centré autour de $C = 2,7$, c'est-à-dire un contraste clairement plus brillant que celui du Soleil calme ($C = 1$). Il semble donc que les *unclassified pixels* aient, dans l'UV, une distribution plus semblable à celle des facules qu'à celle du Soleil calme.

Si l'on se concentre sur la distribution du contraste des taches solaires, on observe une distribution unique ; il semble donc que les ombres et les pénombres qui composent les taches solaires ne se séparent pas naturellement suivant leur

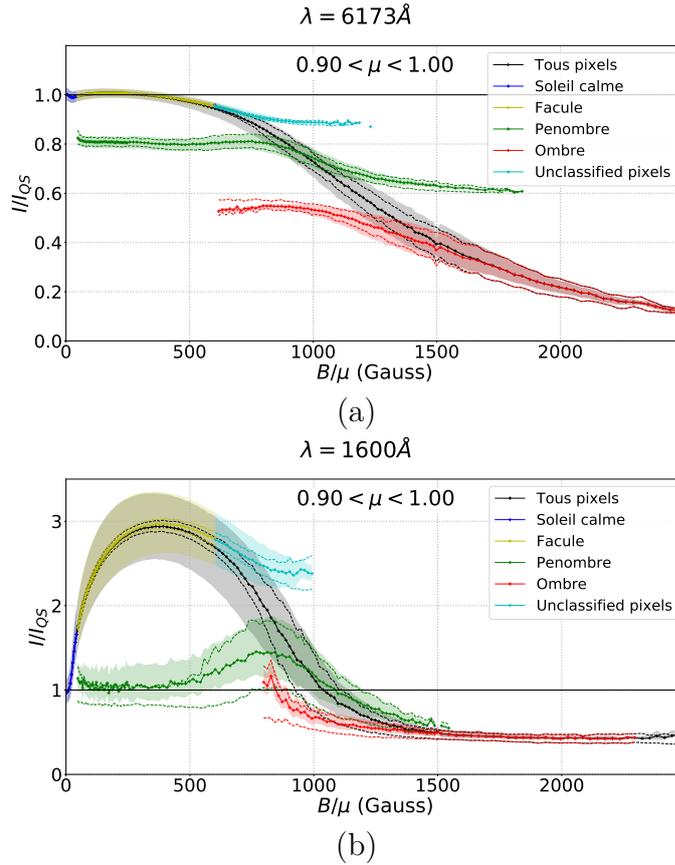


FIGURE 5.2 – Évolution du contraste des structures définies par le modèle SATIRE-S en fonction du champ magnétique, et au centre du disque à 6173 \AA (a) et 1600 \AA (b). Ces figures montrent le contraste, moyenné sur l'ensemble de notre échantillon, de tous les pixels (en noir), du Soleil calme (en bleu), des facules (en jaune), des pénombres (en vert), des ombres (en rouge) et des *unclassified pixels* (en cyan).

contraste. L'observation des distributions du contraste défini par SATIRE-S montre un seuil brutal pour un contraste de 0,59 dans le visible. Au niveau de ce seuil, le nombre de pixels de pénombres chute brutalement à 0 et celui des ombres passe brutalement de 0 au niveau qu'avaient les pénombres. Dans l'UV, on n'observe pas de seuil brutal entre les ombres et les pénombres, par contre les distributions des ombres et des pénombres sont très similaires et se recouvrent fortement. Cette distinction entre les ombres et les pénombres est donc purement artificielle et ne correspond à aucune particularité de la distribution globale des contrastes des pixels.

La figure 5.2 montre l'évolution du contraste des 4 structures du modèle SATIRE-S en fonction du champ magnétique. Les valeurs présentées ici sont uniquement celles au centre du disque solaire à 1600 \AA et 6173 \AA . On observe

que le contraste des facules (en jaune sur la figure) est nettement plus important dans l'UV que dans le visible. On retrouve cette conclusion, présentée au chapitre 4, alors que la définition des structures est ici plus stricte. On observe que le contraste des structures n'est pas constant quand le champ magnétique augmente. Par exemple on observe que le contraste des ombres des taches solaires (en rouge) diminue de 75% dans le visible et de 60% à 1600 Å. Pour les facules, on observe une augmentation de 5% dans le visible et de 70% dans l'UV. On constate que les variations du contraste en fonction du champ magnétique dépendent fortement de la structure et de la longueur d'onde que l'on considère. Cette observation contredit les hypothèses du modèle SATIRE-S, qui, sauf pour le réseau photosphérique, considère que le contraste des structures est constant avec le champ magnétique. Nous étudierons dans la section 5.3 si cette variabilité magnétique du contraste a un impact sur la qualité des reconstructions d'irradiance du modèle SATIRE-S.

L'observation du contraste des *unclassified pixels* montre que celui-ci se situe dans la prolongation immédiate du contraste des facules. Il apparaît également dans l'UV beaucoup plus brillant que le contraste du Soleil calme, quel que soit le champ magnétique. Il semblerait donc que les *unclassified pixels* soient plus apparentés aux facules dans le domaine UV qu'au Soleil calme. Cependant, le modèle SATIRE-S associe un contraste de Soleil calme à ces pixels quelle que soit la longueur d'onde, et puisque dans l'UV le vrai contraste de ces pixels est environ 2,5 fois plus fort que le contraste du Soleil calme, l'assimilation de ces pixels à des pixels de Soleil calme dans l'UV pourrait dégrader la qualité des reconstructions du modèle SATIRE-S (Sect. 5.2).

5.2 Propriétés des *unclassified pixels*

Dans cette section nous allons étudier la nature et l'impact des *unclassified pixels* sur les reconstructions du modèle SATIRE-S dans le domaine UV. Ces pixels, définis comme tous pixels n'étant ni une pénombre, ni une ombre et avec $B/\mu > 600$ G, sont supposés être des artefacts incorrectement identifiés comme des facules à cause soit d'effets de projection dus à la proximité du limbe solaire, soit à la canopée magnétique des taches solaires, et ils sont comptés parmi les pixels du Soleil calme. Dans le visible le contraste de ces pixels reste proche de celui du Soleil calme, mais dans l'UV ces pixels sont clairement plus brillants que le Soleil calme et leur contraste est similaire à celui des facules. Dans le domaine UV, compter ces pixels avec ceux du Soleil calme pourrait dégrader la qualité de reconstruction d'irradiance.

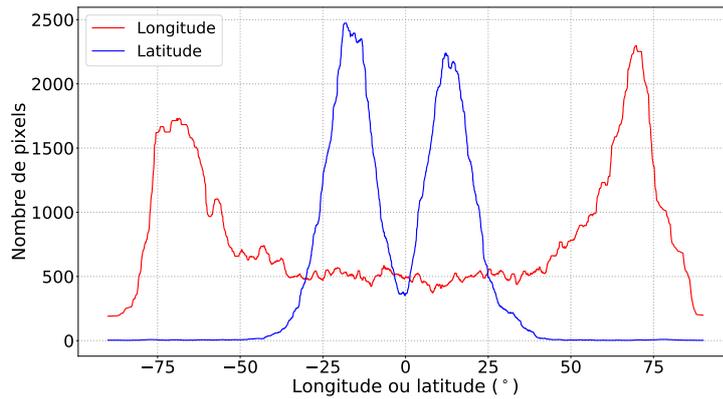


FIGURE 5.3 – Distribution des longitudes (en rouge) et des latitudes (en bleu) des *unclassified pixels*.

Nous montrons que ces pixels appartiennent aux facules, et que compter ces pixels parmi le Soleil calme ou parmi les facules ne modifie pas la qualité des reconstructions d’irradiance.

5.2.1 Nature des *unclassified pixels*

La figure 5.3 montre la distribution en latitude en bleu et en longitude en rouge des *unclassified pixels*. On observe une concentration des *unclassified pixels* au niveau des bandes d’activité où l’on trouve les taches solaires, entre $\pm 30^\circ$ de latitude (SOLANKI, 2003). La distribution en longitude montre une concentration de *unclassified pixels* au niveau du limbe solaire. Mais un grand nombre de *unclassified pixels* se situe loin du limbe solaire, 70% des *unclassified pixels* se situent entre $\pm 60^\circ$ de longitude. Un accroissement du champ magnétique dû à des effets de projection au limbe, tel qu’avancé par le modèle SATIRE-S, ne permet donc pas d’expliquer la majeure partie des *unclassified pixels*. De plus, ces pixels semblent liés aux régions actives, comme le montre leur concentration dans les latitudes actives.

Pour montrer que les *unclassified pixels* sont liés aux facules et non aux taches solaires, nous avons calculé la distance minimale entre les *unclassified pixels* et les facules ou les taches solaires. Nous considérons chacun des *unclassified pixels* et calculons la distance entre chacun d’eux et tous les pixels de taches (ombres ou pénombres) et de facules. Nous ne gardons dans les deux cas que la distance minimale. En moyenne, la distance minimale séparant un *unclassified pixel* d’une tache solaire est de 88,59 pixels, soit 38,59 Mm ; tandis que celle séparant un *unclassified pixel* d’une facule n’est que de 1,34, soit 0,58 Mm. Les *unclassified pixels* sont donc 66 fois plus proches des facules que des taches solaires.

Nous concluons que ces pixels font partie des facules et ne peuvent être expliqués par des effets de projection. De plus, la distance entre les taches et ces pixels (≈ 39 Mm) semble trop importante pour que des effets de canopée magnétique soient à l'origine du fort champ magnétique de ces pixels. Nous allons maintenant montrer que la classification erronée de ces pixels parmi les pixels de Soleil calme ne modifie pas de manière significative les reconstructions du modèle SATIRE-S.

5.2.2 Impact des *unclassified pixels* dans le domaine UV

Afin d'étudier l'impact des *unclassified pixels*, nous définissons une SSI normalisée comme :

$$\mathcal{P}_{SSI}(t) = \sum_{i,\mu} S_i(t, \mu) C_i(\mu) \frac{I_{QS}(\mu)}{I_{QS}(\mu = 1)} \quad (5.1)$$

avec C_i et S_i le contraste et la surface du disque¹ occupée par la structure i . Cette SSI normalisée correspond à la SSI normalisée par l'irradiance provenant d'un Soleil entièrement recouvert de Soleil calme et ayant une CLV plate. Par la suite nous mentionnerons cette quantité sous le terme de SSI normalisée. Pour pouvoir comparer nos reconstructions avec les observations de l'instrument SORCE/SOLSTICE (version 15), nous avons étalonné les résultats de chaque reconstruction en effectuant un ajustement linéaire avec les données SORCE/SOLTICE afin de déterminer le facteur de conversion à appliquer à nos SSI normalisées.

Le contraste que l'on assigne à chaque structure va également influencer les résultats de la SSI normalisée que l'on calcule. On observe des différences relatives dans l'amplitude de la SSI reconstruite par l'équation 5.1 allant jusqu'à 20% suivant la valeur que l'on attribue au contraste des structures. N'ayant pas accès aux contrastes théoriques utilisés par le modèle SATIRE-S, nous avons utilisé la moyenne sur le champ magnétique du contraste de chaque structure. Le choix de la définition du contraste que l'on utilise dans l'équation 5.1 n'a pas d'impact sur les observations que nous faisons ici. Les hypothèses que nous testons ne portent pas sur la valeur des contrastes, mais sur le comportement de ces derniers et sur la classification des pixels, et nous ne comparons pas directement les valeurs absolues de la SSI que nous obtenons. Donc, tant que nous

1. À ne pas confondre avec le *filling factor* introduit dans la section 2.3.2. Cette surface provient ici de la transformation de la somme sur tous les pixels (Eq. 2.8) en une somme sur l'ensemble des structures.

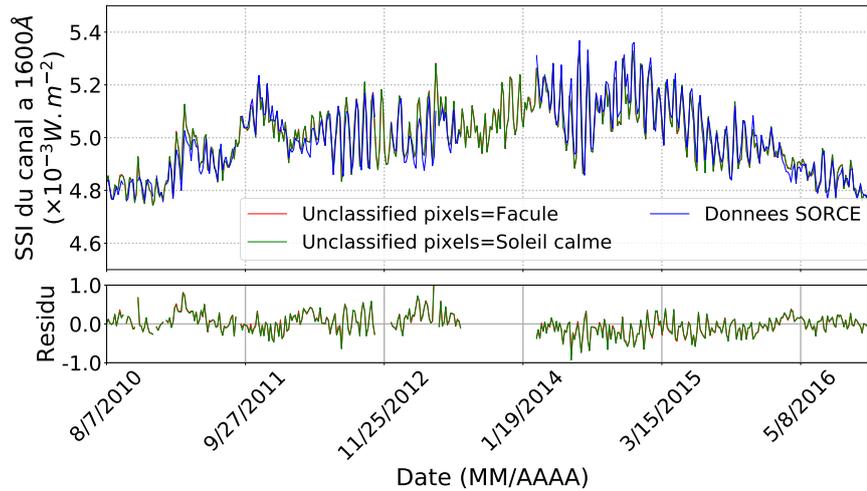


FIGURE 5.4 – Reconstruction de la SSI en considérant les *unclassified pixels* comme des facules (en rouge) et les considérant comme du Soleil calme (en vert). En bleu, nous avons représenté la SSI mesurée par SORCE/SOLSTICE sur cette période et dans le domaine de longueur d’onde du canal 1600 Å de SDO/AIA. Le bas de la figure montre le résidu normalisé entre les deux reconstructions et la SSI mesurée par SORCE/SOLSTICE.

définissons de manière identique le contraste de chaque structure, la manière dont nous définissons le contraste n’impactera pas nos conclusions.

Dans l’équation 5.1, nous ne prenons pas en compte la variabilité du réseau photosphérique, introduite via le *filling factor* des pixels présentés dans la section 2.3.2. Nous considérons ici que les pixels du réseau photosphérique sont assimilés aux facules.

La figure 5.4 montre les résultats de la reconstruction dans l’UV à 1600 Å dans les cas où l’on considère les *unclassified pixels* comme des facules (en rouge) ou comme du Soleil calme (en vert). La figure montre, en bleu, la SSI observée par l’instrument SORCE/SOLSTICE (version 15) et intégrée sur la bande passante du canal à 1600 Å de SDO/AIA. Aucune différence majeure entre la SSI reproduite par les deux reconstructions et les observations de SORCE/SOLSTICE n’est observable. Les résidus (panneau inférieur de la Fig. 5.4) entre chacune des deux reconstructions et les observations de SORCE/SOLSTICE ne montrent aucune différence, cela se traduit par la superposition des deux résidus sur le panneau inférieur de la figure 5.4.

Nous concluons que le contraste attribué aux *unclassified pixels* n’a pas d’impact sur les reconstructions d’irradiance dans le domaine UV. L’absence d’impact sur les reconstructions, malgré une importante différence de contraste, est due au faible nombre de ces pixels ; ceux-ci ne représentent que 0,6% du nombre total des pixels de facules. Leurs nombres sont beaucoup trop faibles pour qu’ils

aient un impact mesurable sur les reconstructions de SSI, quelle que soit la longueur d'onde. Cependant, la nature exacte de ces pixels n'aurait pu être déterminée sans les informations provenant du domaine UV. Ceci montre qu'une information photométrique et une information magnétique ne permettent pas de lever totalement l'ambiguïté sur la nature de certaines structures. Je pense que l'ajout d'une information photométrique provenant d'images acquises dans l'UV, en plus des informations magnétiques et photométriques acquises dans le visible, pourrait permettre de lever ces ambiguïtés et d'améliorer l'identification des structures dans les modèles d'irradiance.

5.3 Impact de la variabilité magnétique du contraste sur le modèle SATIRE-S

Dans cette section nous allons étudier l'impact de la variabilité magnétique du contraste sur les reconstructions de SSI. Les modèles, comme SATIRE-S, supposent que le contraste des structures solaires est constant avec le champ magnétique, à l'exception de celui du réseau photosphérique ; or cela ne correspond pas aux observations que nous avons présentées dans la section 5.1.2. Nous montrons que cette variabilité magnétique n'a pas d'impact mesurable, aux incertitudes près, sur les reconstructions de SSI, sauf dans le cas du réseau photosphérique, et que la relation entre le contraste du réseau et le champ magnétique supposée par le modèle SATIRE-S (Sect. 2.3.2) n'est pas valable dans l'UV.

Pour comparer les résultats provenant des différentes reconstructions, nous avons choisi d'utiliser leur fonction de cohérence. La fonction de cohérence est un outil statistique permettant d'examiner la relation entre deux signaux à partir de la corrélation de ceux-ci. Elle s'apparente à une fonction de corrélation spectralement résolue. La fonction de cohérence entre deux signaux $x(t)$ et $y(t)$ se définit comme :

$$C_{xy}(f) = \frac{|G_{xy}(f)|^2}{G_{xx}(f)G_{yy}(f)} \quad (5.2)$$

avec $G_{xy}(f)$ la densité spectrale de puissance de la corrélation croisée de $x(t)$ et $y(t)$; et $G_{xx}(f)$ et $G_{yy}(f)$ la densité spectrale de puissance de l'autocorrélation à chaque fréquence f des signaux $x(t)$ et $y(t)$. La valeur $C_{xy}(f)$ donnera donc à chaque fréquence f la similarité entre les variations de $x(t)$ et $y(t)$. $C_{xy}(f)$ est compris entre 0 et 1 et plus sa valeur est proche de 1, plus les signaux $x(t)$ et $y(t)$ sont similaires à la fréquence considérée.

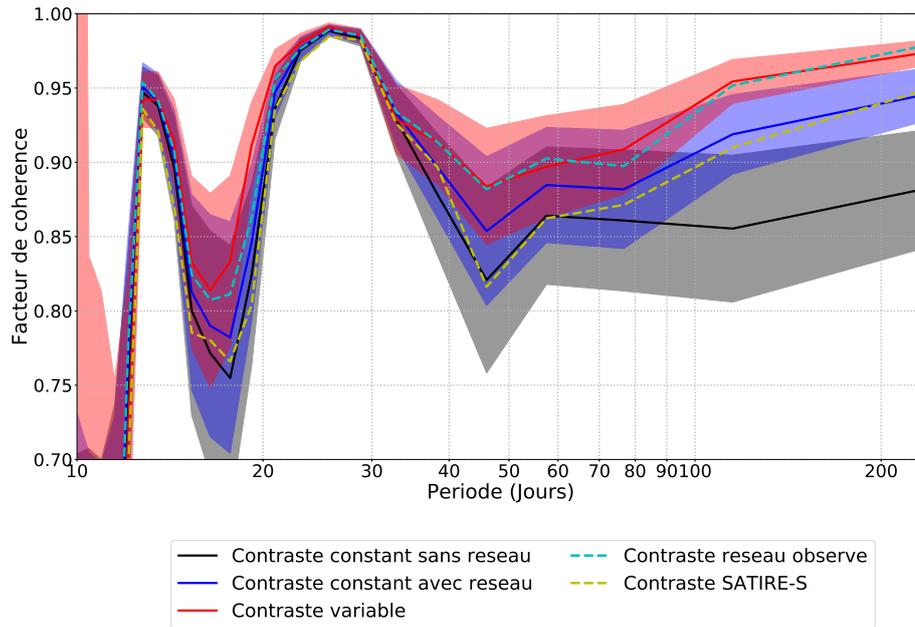


FIGURE 5.5 – Facteur de cohérence entre différentes reconstructions de la SSI normalisée supposant différentes variabilités magnétiques du contraste des structures, et les données de SSI fournies par SORCE/SOLSTICE. Les zones colorées représentent l’erreur à 1σ faites sur le calcul du facteur de cohérence.

La figure 5.5 présente le facteur de cohérence entre les cinq reconstructions que nous avons faites et les données de SORCE/SOLSTICE. La première reconstruction, en rouge, utilise les contrastes observés et dépendants du champ magnétique (Fig. 5.2) pour reconstruire la SSI. Cette reconstruction présente le facteur de cohérence le plus élevé de toutes les reconstructions et donc le meilleur accord avec les données de SORCE/SOLSTICE. La seconde reconstruction, en bleu, utilise un contraste constant pour toutes les structures, y compris pour le réseau photosphérique. Comme dans la section 5.2, le contraste a été défini comme la moyenne sur le champ magnétique et sur les 6 ans d’observations du contraste de chaque structure et dans ce cas on néglige donc la variabilité magnétique du réseau supposé par le modèle SATIRE-S. Cette reconstruction présente un bon accord avec les données de SORCE/SOLSTICE bien que cet accord soit moins bon que dans le cas précédent, comme le montre la valeur plus faible du facteur de cohérence associé à cette reconstruction. Les différences entre cette reconstruction et le cas précédent, où l’on considère la variabilité magnétique du contraste de chaque structure, ne sont sensibles que sur des périodes supérieures à 100 jours. Pour des périodes inférieures à 100 jours, la différence est inférieure à 1σ . Pour finir, une troisième reconstruction,

en trait plein noir, utilise un contraste constant pour toutes les structures et assimile les pixels du réseau aux facules. Cette reconstruction présente le facteur de cohérence le plus faible et donc le moins bon accord avec les données SORCE/SOLSTICE. Cette reconstruction justifie la nécessité de prendre en compte le réseau comme structure à part entière, comme le fait déjà la majeure partie des modèles d'irradiance.

Deux autres reconstructions ont été effectuées avec pour objectif d'étudier si la variabilité magnétique du réseau supposé par le modèle SATIRE-S améliore l'accord avec les données. Le modèle SATIRE-S utilise la relation suivante pour estimer le contraste d'un pixel du réseau (FLIGGE, SOLANKI et UNRUH, 2000) :

$$C_{Net} = \frac{B}{B_{sat}} \times C_{fac} + \left(1 - \frac{B}{B_{sat}}\right) \times C_{QS} \quad (5.3)$$

avec $B_{sat} = 230$ G (YEO et al., 2014b).

La reconstruction en pointillé jaune sur la figure 5.5 montre la reconstruction obtenue en appliquant l'équation 5.3 au contraste des pixels du réseau au lieu de la variabilité magnétique observée. Le facteur de cohérence associé à cette reconstruction est similaire à celui de la reconstruction utilisant un contraste constant pour toutes les structures, y compris le réseau. La relation linéaire supposée par le modèle SATIRE-S pour la variabilité magnétique du contraste du réseau n'améliore donc pas la qualité des reconstructions d'irradiance à 1600 Å. Si l'on utilise la variabilité magnétique observée du réseau photosphérique, courbe en pointillé noire, on observe une amélioration importante de la qualité de la reconstruction, cette reconstruction montrant un accord avec les données SORCE/SOLSTICE similaire à la reconstruction utilisant un contraste variable pour toutes les structures. La figure 5.6 compare, dans le visible et à 1600 Å, le contraste du réseau que l'on observe avec celui supposé par le modèle SATIRE-S (Eq. 5.3). Dans le visible, le contraste prédit par SATIRE-S n'est pas égal au contraste que l'on observe, mais la différence entre le contraste du réseau prédit par le modèle SATIRE-S et celui observé est inférieure à 1σ . Dans l'UV, on constate que le contraste supposé par le modèle SATIRE-S est nettement en dessous, de plus de 1σ autour de $B/\mu = 100$ G, du contraste effectivement observé pour le réseau. Le modèle SATIRE-S sous-estime donc le contraste du réseau et sa contribution à la variabilité de la SSI. En dehors d'un ajustement polynomial de degré 2, nous ne sommes pas parvenus à déterminer une relation « simple » entre le contraste effectivement observé et la quantité $\frac{B}{B_{sat}}$ du modèle SATIRE-S. L'obtention d'une nouvelle relation pour tenir compte de la variabilité magnétique du

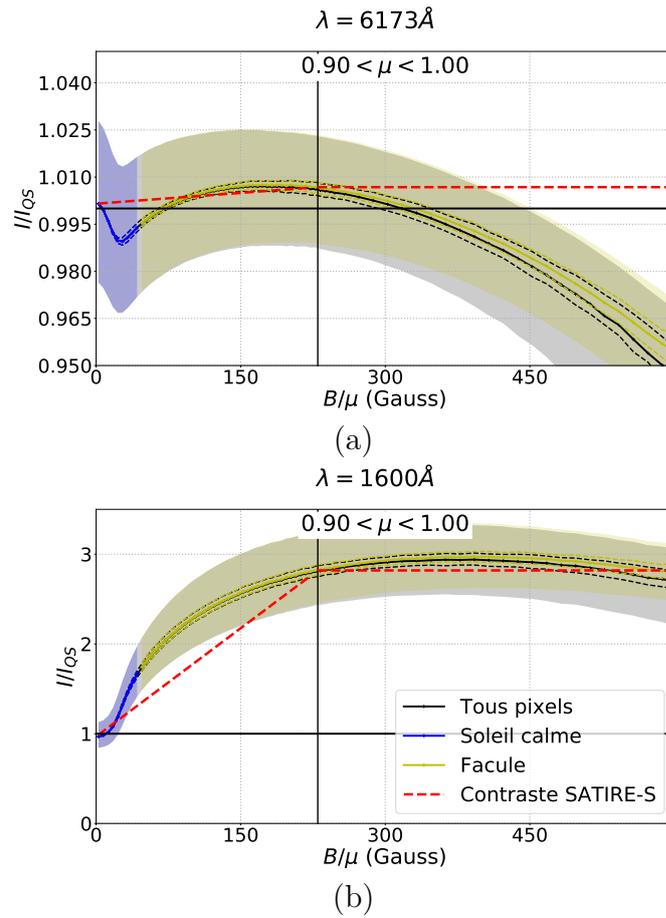


FIGURE 5.6 – Contraste du Soleil calme (en bleu) et des facules (en jaune) en fonction champ magnétique, et au centre du disque, à 6173 Å (a) et 1600 Å (b). Nous représentons en rouge l'évolution du contraste supposé par le modèle SATIRE-S.

contraste du réseau pourrait être une amélioration intéressante du modèle SATIRE-S. Notamment pour la prise en compte des variations séculaires de la SSI qui trouvent peut être leur origine dans des changements dans le réseau photosphérique (WITHBROE, 2006).

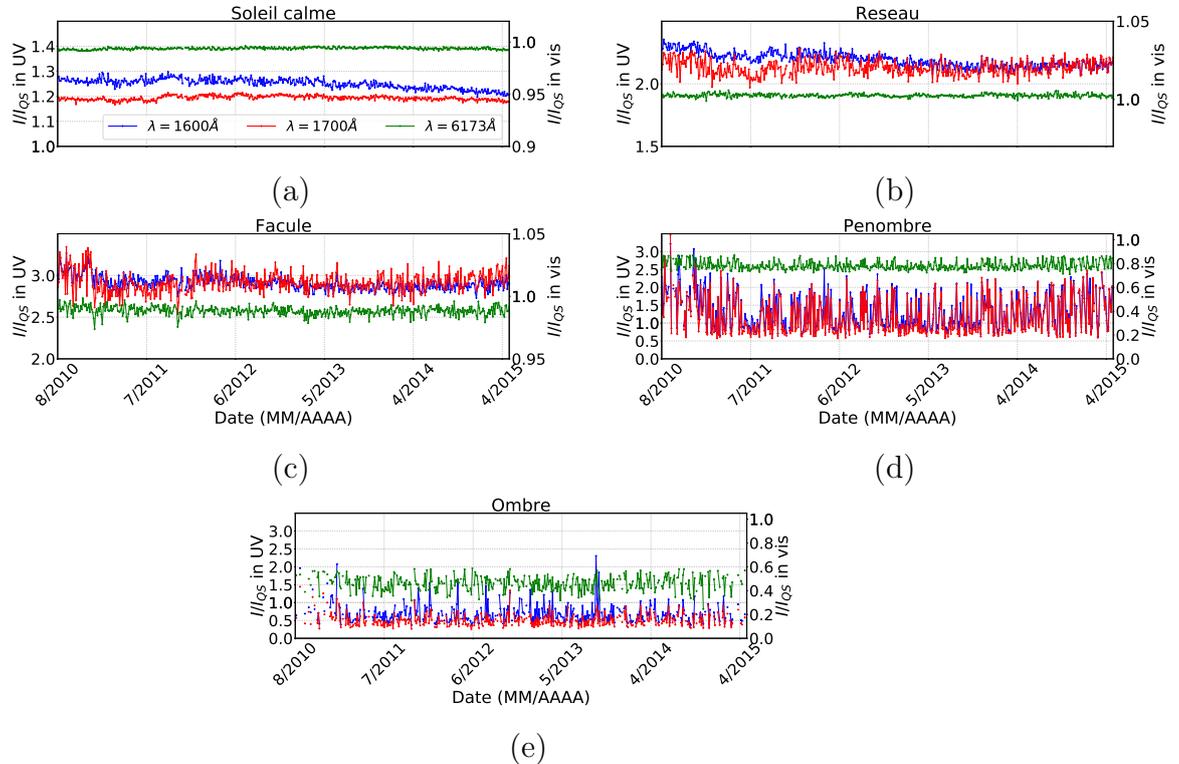


FIGURE 5.7 – Évolution temporelle du contraste journalier moyen des structures à 6173 Å (en vert), à 1600 Å (en bleu) et 1700 Å (en rouge) au centre du disque et entre août 2010 et décembre 2016.

5.4 Stabilité temporelle des contrastes

La dernière hypothèse faite par tous les modèles et que nous avons testée est la constance dans le temps du contraste des structures solaires. Cette hypothèse implique que les variations de l'irradiance ne sont dues qu'à des changements dans la proportion du disque couvert par les structures. Il s'agit donc d'une hypothèse fondamentale de tous les modèles d'irradiance et même de notre compréhension des variations de l'irradiance au cours du cycle (Chapitre 2).

La figure 5.7 montre l'évolution du contraste des différentes structures du modèle SATIRE-S au cours des 6 ans de données que nous avons considérées. Le contraste de chacune des structures a été moyenné sur l'ensemble des valeurs de champ magnétique qui leurs sont associées. On observe sur la figure 5.7 (a) que

le contraste du Soleil calme, dans les trois longueurs d'onde observées, n'est pas égal à 1. Ceci est dû à la moyenne sur le champ magnétique que l'on effectue, le contraste du Soleil calme n'étant pas constant entre 0 G et 45 G, variant par exemple de 1 à 1,65 à 1600 Å. Nous pensons que ceci est dû à l'inclusion de pixels du réseau parmi les pixels du Soleil calme. Il semble donc que le seuil servant de limite entre les régions calmes et actives, et fixé à $B_{thresh} = 3 \times \sigma_B$, soit trop élevé et ne permette pas de différencier correctement le Soleil calme et le réseau.

On observe également une décroissance du contraste du Soleil calme de 3% dans l'UV et 0,13% dans le visible au cours des 6 années considérées. Cette décroissance est due à des dégradations instrumentales non prises en compte durant les traitements des images. Ces dégradations résiduelles doivent être comparées aux dégradations initiales subies par les instruments sur cette période, qui étaient de 15% dans le visible, 50% à 1600 Å et 25% à 1700Å. Nos traitements ont donc permis de diminuer grandement la dégradation subie par les données.

La figure 5.7 montre aussi des variations quasi journalières du contraste des différentes structures. Ceci peut s'expliquer par des effets statistiques dus à la taille finie de notre échantillon. Le théorème central limite nous permet de déterminer la variabilité, due aux effets de statistique, attendue du contraste journalier des différentes structures, en utilisant la dispersion des contrastes des pixels et le nombre de pixels indépendant de chaque structure. Comme nous considérons ici les structures solaires, tous les pixels de l'image ne peuvent être considérés indépendants. Pour estimer ce nombre de pixels indépendants, nous divisons le nombre de pixels présents au centre de l'image par la taille, en pixels, de chaque élément des structures solaires que l'on considère. Nous supposons en faisant cela que les pixels constituant chaque éléments d'une même structure (par exemple les granules composant le Soleil calme) ne sont pas indépendants, mais que chaque élément d'une même structure sont indépendants entre eux. Dans le cas du Soleil calme, nous supposons que les inter-granules dépendent des deux granules adjacentes, et nous en déduisons que l'élément indépendant du Soleil calme est un groupe de deux granules, soit un carré de 2,5 Mm de côté (~ 64 pixels). La variabilité attendue pour le contraste journalier moyen du Soleil calme est de 0,7% dans l'UV et de 0,07% dans le visible. Ces valeurs sont du même ordre de grandeur de celles réellement observées, 1,3% à 1600 Å, 0,7% à 1700 Å et 0,08% à 6173 Å.

Pour le réseau, nous estimons à partir des masques SATIRE-S que la surface de chaque élément composant le réseau est de ~ 14 pixels, soit un carré de

~ 1630 km de côté. Nous nous attendons donc à une variabilité du contraste journalier de 0,072% dans le visible et 1,5% dans l'UV. Dans le visible, cela correspond bien à la variabilité que nous observons et qui est de 0,07%. Dans l'UV, nous observons une variabilité de l'ordre de 3,5%, mais des effets d'évasement des tubes de flux, ou une mauvaise identification du réseau (comme évoqué précédemment) peuvent expliquer cette différence avec la variabilité attendue.

Nous pouvons donc conclure que les variations quasi-journalières du contraste des structures sont dues à des effets statistiques. Comme la dispersion des contrastes utilisés dans le théorème central limite est due majoritairement à la variabilité naturelle du Soleil (Sect. 4.5), nous concluons que ces variations ne sont pas dues aux instruments ou à nos traitements, et sont principalement d'origine solaire.

Au final, aucune des séries temporelles du contraste des différentes structures solaires ne montre de corrélation significative avec les indices solaires. Ces corrélations sont dans le meilleur des cas de l'ordre de 20% ce qui ne représente pas un pourcentage significatif pour nous laisser penser à une variation du contraste corrélée au cycle solaire. Pourtant celle-ci ne peut être exclue à cause des variations quasi journalières, ainsi que des dégradations résiduelles affectant nos mesures. De telles variations peuvent masquer une éventuelle variation du contraste avec le cycle solaire et ne nous permettent pas d'exclure cette hypothèse. Nous pouvons cependant fixer une limite supérieure à cette variation du contraste au cours du cycle. La dégradation au cours des 6 ans de données étant plus importante que les variations quasi journalières du contraste, elle constitue la principale limite à l'observation des variations long terme du contraste des structures. Nous concluons donc à l'absence de variation du contraste des structures supérieures à 0,13% dans le visible et 3% dans l'UV. Ces chiffres sont cohérents avec ceux obtenus par K.L. Yeo à 1700 Å et 6173 Å (*Communication privée*), et permettent de mieux contraindre la variabilité du contraste au cours du cycle, jusque là estimée inférieure à 10% (ORTIZ, DOMINGO et SANAHUJA, 2006).

5.5 Conclusion

Dans ce chapitre nous avons présenté l'accord entre les hypothèses du modèle SATIRE-S et nos résultats. Le modèle SATIRE-S se montre très performant pour reconstruire la TSI et la SSI, mais plusieurs hypothèses ne correspondent pas à nos observations et pourraient permettre une amélioration des reconstructions.

Nous montrons pour la première fois que les structures utilisées par le modèle SATIRE-S montrent un bon accord avec les distributions du contraste que nous observons dans l'UV, elles sont notamment en parfait accord avec la bimodalité observée dans la distribution des contrastes avec $45 \text{ G} < B/\mu < 600 \text{ G}$. Les *unclassified pixels* sont supposés être des artefacts dans le modèle SATIRE-S et nous avons étudié la validité de cette hypothèse dans le domaine UV. Ces pixels, ressemblant à des facules, sont supposés par le modèle SATIRE-S être des pixels de Soleil calme dont le champ magnétique a été augmenté soit par un effet de projection dû à la proximité du limbe, soit par la canopée magnétique des taches solaires. Après analyse de la position et de la répartition, nous ne sommes pas en mesure de valider ces deux hypothèses. La majeure partie des *unclassified pixels* appartiennent à des régions actives, mais sont éloignés en moyenne de plus de 33 Mm des taches solaires. Un effet de canopée magnétique semble donc peu probable du fait de la distance entre ces pixels et les taches solaires. Les effets de projection ne semblent pas pouvoir expliquer la nature de ces pixels, puisque la majeure partie de ces pixels se situent loin du limbe solaire. Nous concluons que ces pixels sont des pixels de facules mal identifiés par le modèle SATIRE-S.

Nous avons étudié l'impact de l'assimilation de ces pixels au Soleil calme dans le domaine UV. Nos observations ne permettent pas de mettre en évidence un quelconque impact sur la qualité des reconstructions lié à l'assimilation des *unclassified pixels* avec les pixels de Soleil calme. Le nombre très faible de ces pixels, 0,6% du nombre de pixels de facules, explique le faible impact sur les reconstructions d'irradiance. Ce nombre semble trop faible pour que les *unclassified pixels* puissent avoir un impact important à d'autres longueurs d'onde.

Nous avons ensuite étudié l'impact de la dépendance magnétique des contrastes des structures sur les reconstructions. Le modèle SATIRE-S suppose que les contrastes des différentes structures, à l'exception du réseau, ne varient pas avec le champ magnétique, ce qui est en contradiction avec les observations montrées sur la figure 5.2. La comparaison entre des reconstructions

prenant ou non en compte la dépendance magnétique des contrastes avec les observations de SSI nous a permis de montrer que la dépendance magnétique des contrastes n'avait qu'un impact faible sur les reconstructions dans le domaine UV. Nous avons apporté également de nouveaux arguments montrant l'importance de prendre en compte le réseau photosphérique dans la reconstruction. L'inclusion de celui-ci parmi les facules dégrade très fortement la qualité des reconstructions, surtout pour des périodes longues. Nous observons cependant que la dépendance magnétique du contraste du réseau que suppose le modèle SATIRE-S ne permet pas de reproduire correctement le comportement de la SSI dans le domaine UV sur de longues périodes de temps. Nous n'observons aucune différence dans la qualité de la reconstruction entre un modèle considérant le contraste du réseau constant avec le champ magnétique et un modèle considérant que celui-ci augmente linéairement avec le champ magnétique, comme le fait le modèle SATIRE-S. L'utilisation du contraste effectivement observé pour le réseau permet d'obtenir une reconstruction d'une qualité équivalente à une reconstruction utilisant un contraste dépendant du champ magnétique pour toutes les structures. Malheureusement, même si nous avons montré que la relation linéaire supposée par le modèle SATIRE-S ne permet pas une bonne reconstruction de l'irradiance, nous ne sommes pas parvenus à trouver une nouvelle relation simple entre le champ magnétique et le contraste du réseau. Seule une fonction polynomiale de degrés 2 ou plus semble aujourd'hui envisageable.

Finalement, nous montrons qu'il n'y a pas de variations du contraste corrélées avec le cycle solaire. Il semble donc que, comme le supposent les modèles, ce soit bien le changement de la couverture des structures solaires au cours du cycle. Nous ne pouvons cependant pas totalement exclure l'absence de variations du contraste au cours du cycle, mais celles-ci sont, si elles existent, inférieures à 0,13% dans le visible et 3% dans l'UV. Ceci est cependant une avancée majeure, la stabilité ayant été jusque là estimée inférieure à 10% (ORTIZ, DOMINGO et SANAHUJA, 2006). Pour finir, notre échantillon ne couvrant que la période entre 2010 et 2016, nous ne pouvons pas contraindre une possible variabilité du contraste entre les cycles solaires.

Notre étude suggère donc des points d'amélioration pour les futurs modèles d'irradiance. Je défends notamment ici deux améliorations qui me semblent primordiales pour de futurs modèles.

- 1) l'utilisation d'image dans le domaine UV lors de l'identification des structures. Le cas des *unclassified pixels*, bien que sans impact sur les reconstructions, montre qu'utiliser une information photométrique et une information magnétique ne suffit pas à lever l'ambiguïté sur certaines

structures. Afin d'éviter d'autres identifications ou classifications erronées, je pense que l'utilisation d'une longueur d'onde UV au moment de l'identification des structures apporterait une contrainte supplémentaire et limiterait le risque de mauvaises identifications. Cela permettrait aussi d'identifier plus facilement et de manière plus robuste le réseau, qui reste dans le modèle SATIRE-S, un paramètre libre (via notamment les valeurs de B_{sat} et B_{thresh}).

- 2) une meilleure prise en compte de la variabilité magnétique du contraste du réseau. La dépendance magnétique du contraste du réseau est absolument essentielle pour améliorer la qualité des reconstructions. La relation linéaire supposée par le modèle SATIRE-S ne permet pas de reconstruire correctement les variations long terme de la SSI dans le domaine UV et la détermination d'une nouvelle relation simple entre le champ magnétique du réseau et son contraste est essentielle pour améliorer les modèles.

Chapitre 6

Étude des corrélations stellaires

Relations entre les émissions $H\alpha$ et

Ca II pour les étoiles de type solaire

Ce dernier chapitre présente la problématique et les premiers résultats d'une étude entamée avec Nadège Meunier, de l'Institut de planétologie et d'astrophysique de Grenoble (IPAG). Cette étude porte sur le comportement particulier de certaines étoiles de type solaire. Ce chapitre présente dans une première partie le contexte de cette étude via les articles précédemment publiés sur le sujet, et les objectifs de notre étude. La deuxième partie de ce chapitre présente les données que nous utilisons pour ce travail. Pour finir, nous présenterons les résultats partiels que nous avons obtenus à ce sujet.

6.1 Contexte

Nous nous intéressons ici aux étoiles de type solaire appartenant à la séquence principale et de type spectral FGK. Nous savons que le Soleil présente une corrélation positive entre les émissions Ca II et $H\alpha$, qui toutes deux suivent le cycle solaire de 11 ans (LIVINGSTON et al., 2007). De nombreux auteurs (GIAMPAPA, CRAM et WILD, 1989; STRASSMEIER et al., 1990; ROBINSON, CRAM et GIAMPAPA, 1990; PASQUINI et PALLAVICINI, 1991; MONTES et al., 1995) suggèrent que cette corrélation doit également se retrouver pour les autres étoiles. Cependant, les études de CINCUNEGUI, DÍAZ et MAUAS, 2007 et GOMES DA SILVA et al., 2014 ont montré que certaines étoiles de type solaire présentent une anti-corrélation entre leurs émissions Ca II et $H\alpha$. Les travaux de GOMES DA SILVA et al., 2014 ont mis en évidence que les étoiles présentant une anti-corrélation sont moins actives et ont une métallicité plus forte que les étoiles présentant une corrélation.

MEUNIER et DELFOSSE, 2009 ont proposé que ces anti-corrélations sont causées par la présence de filaments à la surface des étoiles, qui absorberaient davantage le rayonnement en $H\alpha$, mais pas en Ca II. Cette précédente étude a montré que la modification du contraste des filaments peut expliquer des anti-corrélations jusqu'à -0,5. Pour expliquer les anti-corrélations plus fortes, nous proposons qu'en plus du contraste la distribution des filaments sur la surface de l'étoile est aussi différente. La présence de filaments en plus grand nombre que sur le Soleil et avec un contraste plus fort pourrait expliquer les anti-corrélations fortes.

Afin de tester cette hypothèse, nous souhaitons, à terme, utiliser un code de simulation basé sur celui de SCHRIJVER, 2001 pour simuler la configuration magnétique des étoiles anti-corrélées; et à partir de cela déduire les émissions CaII et $H\alpha$, et voir si ces émissions simulées reproduisent les anti-corrélations observées.

Ces simulations n'ont pu être faites durant cette thèse, mais afin de préparer ces simulations nous avons étudié les propriétés des étoiles anti-corrélées. L'objectif de cette étude, présenté dans ce chapitre, est de contraindre les propriétés des étoiles anti-corrélées en termes de niveau d'activité, de métallicité et de température afin de pouvoir paramétrer le modèle que l'on souhaite utiliser. Nous présentons ici les résultats obtenus sur un échantillon de 464 étoiles FGK, bien plus important que ceux des précédentes études (271 étoiles dans l'étude de GOMES DA SILVA et al., 2014). Nous nous intéressons également aux étoiles présentant un coefficient de corrélation nulle, notamment dans les cas où un cycle est quand même visible en $H\alpha$ ou en Ca II.

6.2 Données et traitement des données

Pour cette étude nous étudions 464 étoiles provenant des observations de l'instrument *High Accuracy Radial velocity Planet Searcher* (HARPS, (MAYOR et al., 2003)). Cet instrument est installé depuis 2003 sur le télescope de 3,6 mètres de l'ESO (*European Southern Observatory*), à l'observatoire de La Silla au Chili. L'objectif principal du spectromètre HARPS est la détection d'exoplanète; dans ce but, il effectue un suivi régulier d'un grand nombre d'étoiles. Nous disposons d'étoiles suivies par HARPS pour lesquelles un grand nombre de spectres a été obtenu, permettant l'extraction des séries temporelles des flux Ca II et $H\alpha$. Nous avons considéré dans cette étude les flux des étoiles émises dans la raie $H\alpha$ (6562, 808 Å) et les raies H (3968, 47 Å) et K (3933.66 Å) du Ca II (dénommé simplement Ca II dans la suite). Les intensités ont été extraites

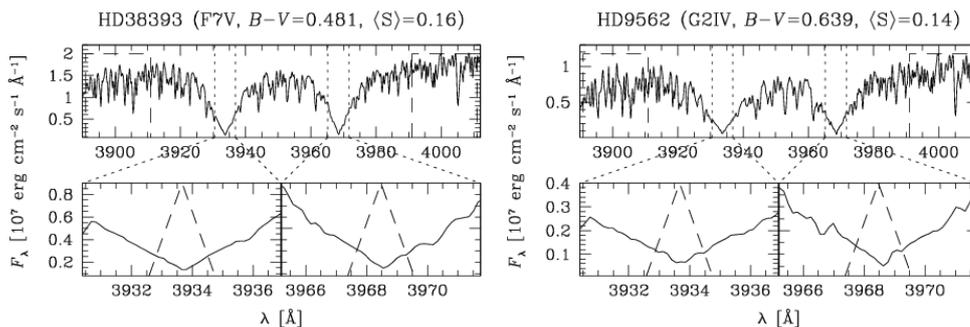


FIGURE 6.1 – Profil d’intégration utilisé pour obtenir les flux Ca II et H_{α} à partir des données HARPS. Sur cette figure les profils triangulaire (ligne pointillé sur la ligne du bas), sont superposé aux spectres de la raie Ca II des étoiles HD38393 (à gauche) et HD9562 (à droite). Source : CINCUNEGUI, DÍAZ et MAUAS, 2007

suivant des profils triangulaires (Fig. 6.1) d’une largeur de $0,6 \text{ \AA}$ pour les flux en Ca II et de $1,6 \text{ \AA}$ pour les flux en H_{α} . Ces flux sont ensuite divisés par les flux dans le continu à 3900 \AA et 4000 \AA pour Ca II et dans le continu à $6550,87 \text{ \AA}$ and $6580,31 \text{ \AA}$. Ces traitements effectués par N. Meunier à l’IPAG sont décrits en détail dans CINCUNEGUI, DÍAZ et MAUAS, 2007, MEUNIER et al., 2017 et MEUNIER, MIGNON et LAGRANGE, 2017. Les 464 étoiles que nous avons sélectionnées ont été suivies pendant 8 ans et demi en moyenne, la période de suivi la plus courte étant de 2 mois et la plus longue de 13 ans. De plus, ces étoiles ont été observées durant 63 nuits en moyenne, le minimum étant de 10 nuits d’observations et le maximum de 603 nuits. La réduction des spectres est assurée par Nadège Meunier, et j’ai travaillé directement à partir des séries temporelles en Ca II et H_{α} . Avant d’analyser ces séries temporelles, il faut supprimer les points aberrants qui s’y trouvent et évaluer les incertitudes sur Ca II et H_{α} .

6.2.1 Suppression des points aberrants

Les points aberrants peuvent être dus à des erreurs de l’instrument HARPS ou à des éruptions stellaires. La méthode que nous avons utilisée consiste à placer des seuils sur les rapports signal sur bruit (S/N) des observations. La figure 6.2 illustre cette méthode pour les émissions Ca II de l’étoile HD150433. Le panneau de droite de la figure 6.2 montre les émissions Ca II observées en fonction du rapport signal sur bruit de chaque observation. Pour déterminer les seuils au-dessus desquels un point est considéré comme un point aberrant, nous commençons par grouper les points suivant des classes d’une largeur de 10 sur les valeurs de S/N. Sur chacune de ces classes, nous calculons la valeur moyenne $\langle S_i \rangle$ et l’écart-type σ_{S_i} du signal, i correspondant à l’émission Ca II ou H_{α} . Les séries échantillonnées ainsi obtenues sont illustrées, respectivement, par

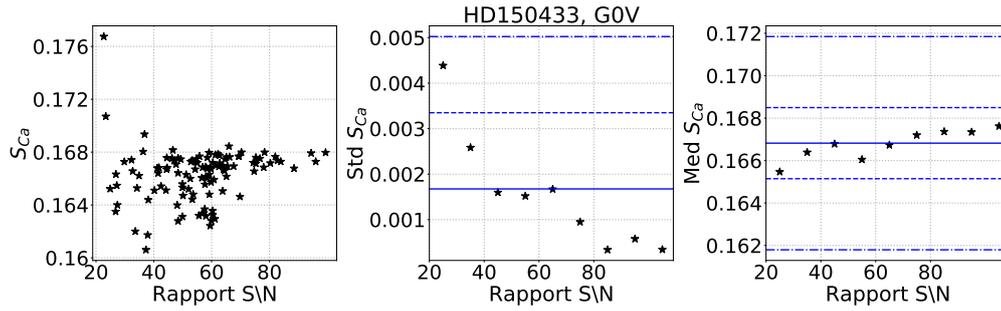


FIGURE 6.2 – Émission Ca II de HD150433 en fonction de la valeur du rapport signal sur bruit des observations. La figure de gauche montre les valeurs de Ca II en fonction du rapport signal sur bruit. Les panneaux au centre et à droite représentent respectivement l'écart-type et la valeur médiane des émissions Ca II pour chaque intervalle de 10 unités de S/N en fonction de ce dernier. Les droites horizontales bleues représentent les seuils utilisés pour la suppression des points aberrants (Sect. 6.2.1 pour plus de détails).

les étoiles des panneaux de droite et au centre de la figure 6.2. Nous voulons maintenant déterminer le seuil sur le rapport S/N à partir duquel nous ne pouvons plus considérer l'observation comme fiable. Pour cela nous établissons un niveau de référence à partir des observations ayant un rapport S/N supérieur à 30 ($S/N > 30$), nous considérons qu'au-dessus de ce seuil les observations ne présentent pas d'artefacts de mesure. Nous calculons donc la valeur médiane $\langle S_i \rangle^{S/N > 30}$ et l'écart-type $\sigma_{S_i}^{S/N > 30}$ de ces points, ces valeurs sont illustrées, respectivement, par les lignes horizontales bleues des panneaux de droite et central de la figure 6.2. Finalement, nous déduisons des seuils différents sur la valeur du rapport S/N de la manière suivante :

- 1 $Tresh_1$ est la première classe j de S/N où $\sigma_{S_i}^j < 3 \times \sigma_{S_i}^{S/N > 30}$
- 2 $Tresh_2$ est la première classe j de S/N où $|\langle S_i \rangle^j| < \langle S_i \rangle^{S/N > 30} + 3 \times \sigma_{S_i}^{S/N > 30}$

Pour HD150433, nous avons $Tresh_1$ et $Tresh_2$ égale à 20. Pour chaque étoile nous supprimons alors tous les points où $S/N < MAX(Tresh_1, Tresh_2)$ et où le nombre d'observations effectuées durant la même nuit est inférieur à 15.

6.2.2 Détermination des incertitudes sur Ca II et H α

Afin de déterminer l'erreur commise sur chacun des points des séries temporelles, on calcule l'écart-type des observations faites sur une nuit en fonction du rapport signal sur bruit moyen de la nuit. Nous sélectionnons pour cela des nuits où un grand nombre d'observations a été réalisé, au minimum 50 observations sur la même nuit. Au total, nous étudions la relation entre l'écart-type du signal

et le rapport signal sur bruit de 781 nuits. La figure 6.3 montre l'écart-type des émissions Ca II (en haut) et H α (en bas) de chacune ds ces 781 nuits en fonction de leur signal sur bruit. En ajustant l'enveloppe inférieure (courbe rouge de la figure 6.3) de ces nuages de points (fait par N. Meunier), il est possible de déterminer une relation entre le rapport S/N d'un point d'une série temporelle et l'erreur minimale, associée à la dispersion, faite sur ce point. Au final, pour la raie Ca II, l'erreur d'un point est définie de la manière suivante :

$$\text{Si } S/N > 40 \Rightarrow \sigma_{CaII} = \sigma_0 = 0,0005$$

$$\text{Si } S/N < 40 \Rightarrow \sigma_{CaII} = \frac{\sigma_0 + (S/N - 40)^2}{2 \times 10^5}$$

En H α , l'erreur d'un point est donnée par les relations :

$$\text{Si } S/N > 300 \Rightarrow \sigma_{H\alpha} = \sigma_0 = 0,0003$$

$$\text{Si } S/N < 300 \Rightarrow \sigma_{H\alpha} = \frac{\sigma_0 + (S/N - 300)^2}{5 \times 10^7}$$

6.2.3 Regroupement des données et classification

L'étape suivante consiste à regrouper les points observés durant la même nuit. Pour cela j'attribue pour chaque nuit d'observation la valeur moyenne des intensités Ca II et H α observées et l'erreur sur la nuit correspond à la moyenne des erreurs des observations individuelles.

Pour finir, nous classons les étoiles suivant deux paramètres : Paramètre 1 et Paramètre 2. Le paramètre 1 correspond à la possibilité d'effectuer une étude de la corrélation suivant les courtes et les longues échelles de temps (Sect. 6.3.3). Le second paramètre correspond à l'observation ou non d'un cycle dans les émissions Ca II et H α . Le paramètre 1 peut prendre les trois valeurs suivantes :

- 0 si le nombre d'observations est inférieur à 10
- 1 si le nombre d'observations est supérieur à 10, mais que leurs répartitions au cours du temps ne permet pas d'étudier les différentes échelles de temps
- 2 si le nombre d'observations est supérieur à 10 et que leurs répartitions au cours du temps permet d'étudier les différentes échelles de temps

Le paramètre 2 quant à lui peut prendre les quatre valeurs suivantes :

- 0 si aucun cycle n'est observé
- 1 si on observe un cycle uniquement en H α
- 2 si on observe un cycle uniquement en Ca II

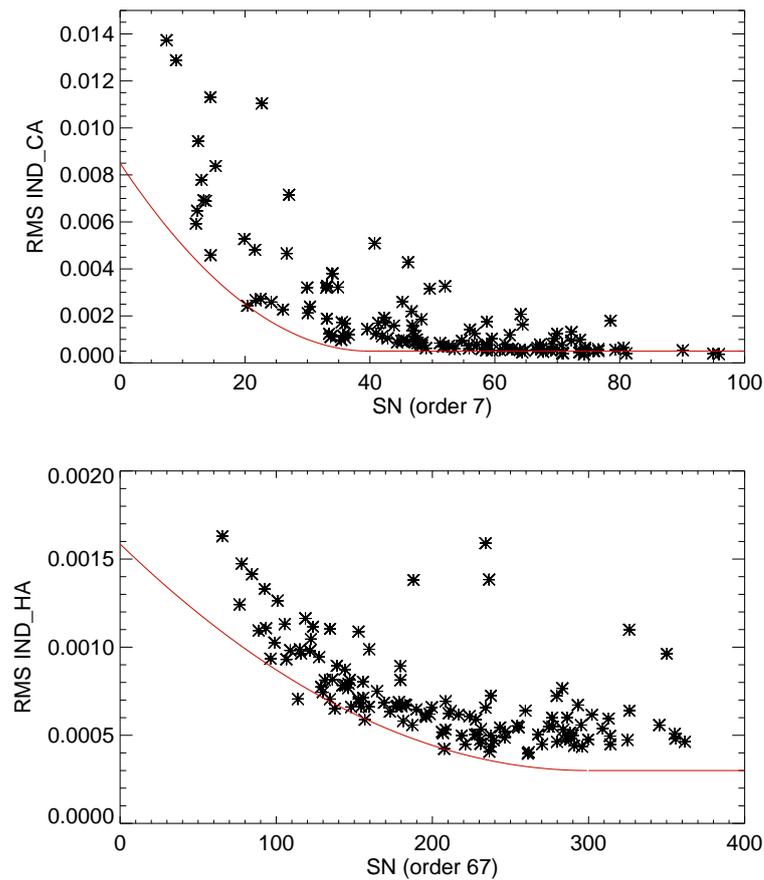


FIGURE 6.3 – Écart-type des émissions Ca II (en haut) et H α (en bas) observé durant une même nuit en fonction du rapport signal sur bruit moyen de la nuit. La courbe rouge correspond à l'enveloppe inférieure de ce nuage de point et nous donne une relation entre l'erreur commise sur la mesure des émissions Ca II et H α et leurs rapports signal sur bruit. Source : N. Meunier

Paramètre 1 \ Paramètre 2	0	1	2	Total
0	52	226	46	324
1	0	6	3	9
2	0	39	31	70
3	0	38	23	61
Total	52	309	103	464

TABLE 6.1 – Répartition des étoiles suivant les valeurs des deux catégories que l'on a définies.

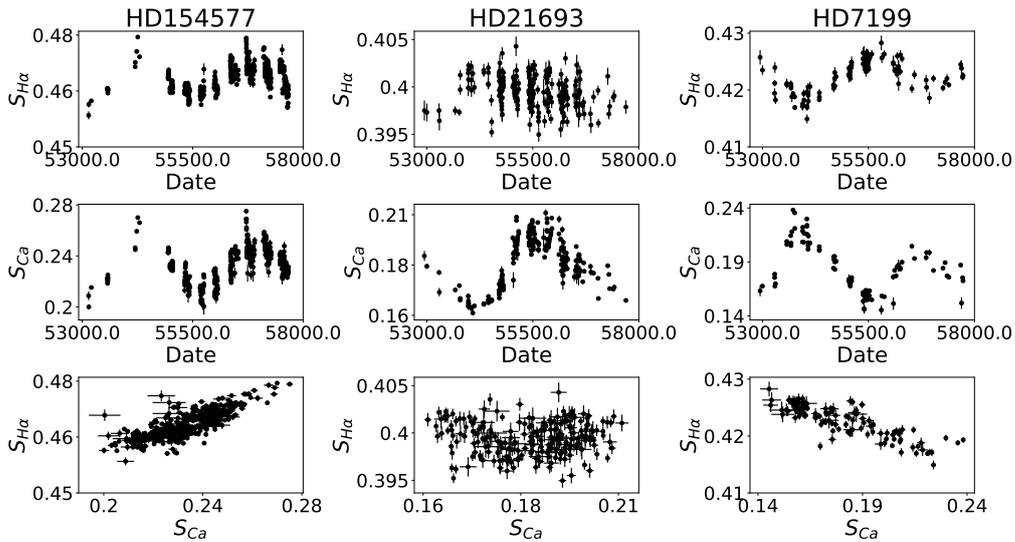


FIGURE 6.4 – Série temporelle des émissions $H\alpha$ (première ligne) et $Ca II$ (deuxième ligne) pour les étoiles HD154577, HD1581 et HD7199. La dernière ligne de la figure représente les émissions $H\alpha$ en fonction des émissions $Ca II$ pour chacune de ces trois étoiles.

— 3 si on observe un cycle en $H\alpha$ et en $Ca II$

Le nombre d'étoiles dans chacune de ces catégories est résumé dans la Table 6.1.

La figure 6.4 montre les séries temporelles finales de trois étoiles : HD154577, HD1581 et HD7199. Sur cette figure, on constate que les émissions $H\alpha$ (première ligne de la figure 6.4) de HD154577 sont corrélées avec ses émissions $Ca II$ (deuxième ligne de la figure 6.4), tandis que pour HD7199 les émissions $H\alpha$ et $Ca II$ sont nettement anti-corrélées. HD1581 ne présente aucune corrélation particulière, bien qu'un cycle en $Ca II$ soit clairement visible.

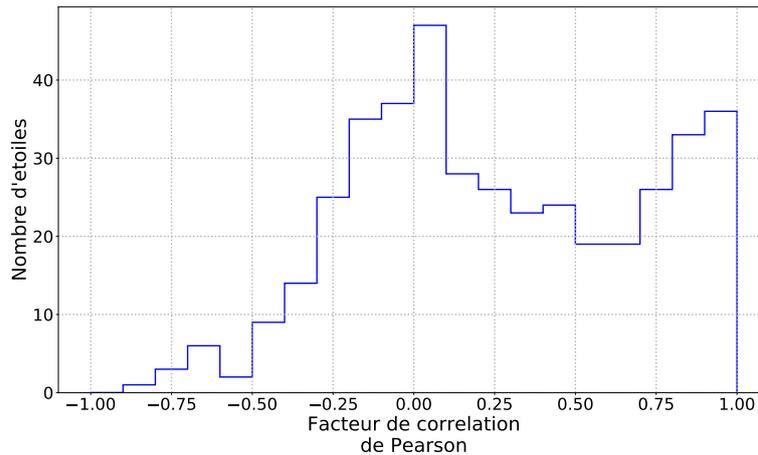


FIGURE 6.5 – Distribution du facteur de corrélation pour les 464 étoiles de notre échantillon.

6.3 Résultats

Dans cette section nous ne nous intéressons qu'aux étoiles dont la valeur associée au paramètre 1 est différente de 0, soit un échantillon de 412 étoiles.

6.3.1 Généralités

La distribution des valeurs du coefficient de corrélation de Pearson est présentée sur la figure 6.5. La distribution de ces valeurs, figure 6.5, montre que les corrélations positives ou nulles sont majoritaires. Sur notre échantillon de 412 étoiles, 133 (soit 32%) présentent un coefficient de corrélation supérieur à 0,5. Les étoiles ayant une corrélation négative, inférieure à -0,5, ne représentent que 3%, soit 12 étoiles, de notre échantillon. 65% des étoiles, soit 267 étoiles, ne présentent pas de corrélation importante entre leurs émissions CaII et H α , leurs facteurs de corrélation étant compris entre -0,5 et 0,5.

La figure 6.6 montre la valeur du coefficient de corrélation de Spearman de chaque étoile en fonction du facteur de corrélation de Pearson. Le coefficient de corrélation de Spearman diffère du coefficient de Pearson par le fait qu'il ne considère pas les valeurs, mais le rang de celles-ci pour déterminer le coefficient de corrélation. Pour deux variables X et Y , dont on note $\text{rg } X_i$ et $\text{rg } Y_i$ le rang de chacune de leurs n valeurs, le coefficient de Spearman r_S est définis comme :

$$r_S = \rho_{\text{rg}_X, \text{rg}_Y} = \frac{\text{cov}(\text{rg}_X, \text{rg}_Y)}{\sigma_{\text{rg}_X} \sigma_{\text{rg}_Y}} \quad (6.1)$$

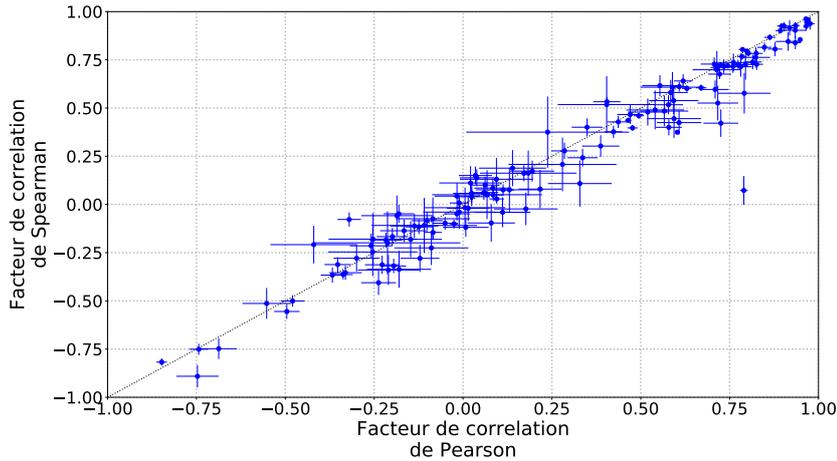
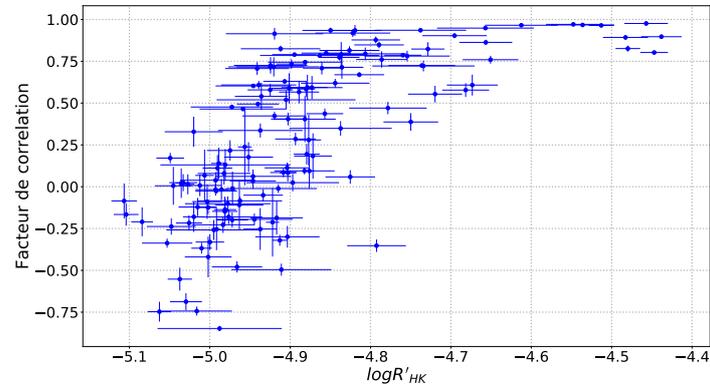


FIGURE 6.6 – Facteur de corrélation de Spearman en fonction du facteur de corrélation de Pearson pour les étoiles de notre échantillon. La droite en pointillé noire représente la droite $y = x$.

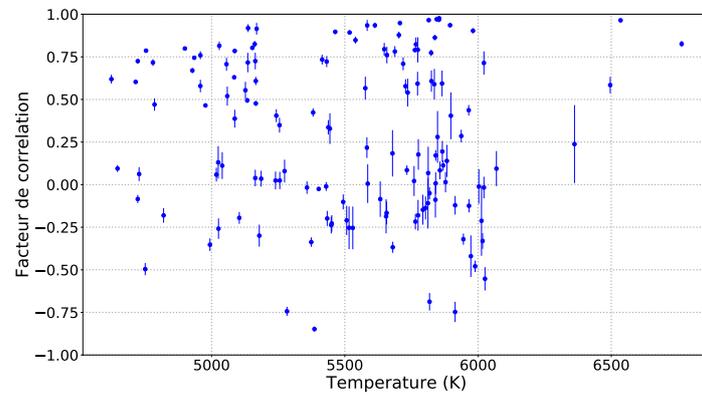
Il est intéressant de regarder la valeur de ce coefficient, car, contrairement au coefficient de Pearson qui n'est sensible qu'aux relations linéaires entre les variables X et Y , le coefficient de Spearman est sensible aux relations non linéaires. La figure 6.6 montre que le coefficient de la corrélation de Spearman de nos émissions Ca II et H α correspond à celui de la corrélation de Pearson. On en déduit que la relation qui relie les émissions Ca II et H α est principalement linéaire. Les petits écarts entre les coefficients de Spearman et de Pearson sont probablement des indications que des non-linéarités existent dans la relation entre Ca II et H α , mais ces non-linéarités ne sont pas dominantes.

6.3.2 Dépendance entre le facteur de corrélation et les paramètres stellaires

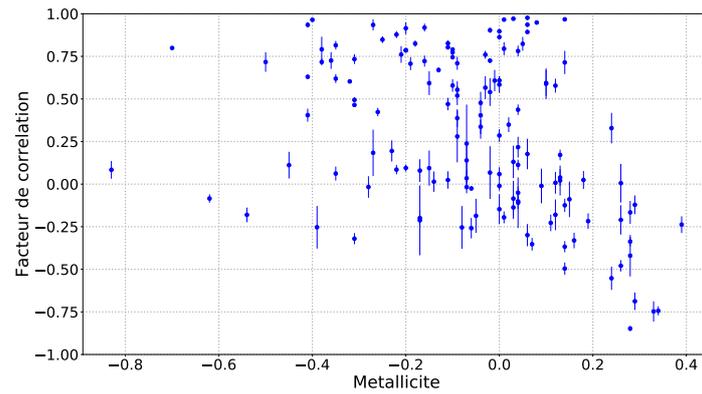
La figure 6.7 présente la valeur du facteur de corrélation de Pearson en fonction de 3 paramètres stellaires : 1) l'activité stellaire représentée par l'indice $\log R'_{HK}$; 2) la température ; 3) la métallicité de l'étoile. L'indice $\log R'_{HK}$ est un indice de l'activité chromosphérique d'une étoile, et il est obtenu en dérivant l'activité chromosphérique d'une étoile à partir de son flux Ca II auquel on soustrait l'émission photosphérique. Une correction bolométrique est ensuite appliquée afin de permettre la comparaison d'étoiles ayant des types spectraux différents (NOYES et al., 1984). Pour le Soleil, la valeur de $\log R'_{HK}$ est -4.95, toutes les étoiles avec un $\log R'_{HK}$ inférieur sont moins actives que le Soleil à son minimum d'activité. De même, la métallicité du Soleil est de 0, et toutes



(a)



(b)



(c)

FIGURE 6.7 – Facteur de corrélation entre les émissions Ca II et H α des étoiles de notre échantillon en fonction de leur activité (a), de leur température (b) et de leur métallicité (c).

les étoiles avec une métallicité négative sont moins métalliques que le Soleil, et inversement.

On observe (Fig. 6.7 (a)) une dépendance forte du facteur de corrélation de Pearson avec le niveau d'activité des étoiles. Toutes les étoiles présentant une corrélation négative ont un niveau d'activité inférieur ou égal à celui du Soleil. Les étoiles très actives, avec $\log R'_{HK} > -4,75$, présentent toute une corrélation forte entre leurs émissions Ca II et H α . Sur ce point nos observations sont en accord avec celles déjà effectuées par GOMES DA SILVA et al., 2014.

En ce qui concerne la dépendance du facteur de corrélation avec la température l'étoile (Fig. 6.7 (b)), aucune corrélation évidente n'est observable.

Comme GOMES DA SILVA et al., 2014, nous observons une corrélation entre la métallicité de l'étoile et son facteur de corrélation. Les étoiles ayant une corrélation négative ont en général une métallicité positive, c'est-à-dire qu'elles sont plus métalliques que le Soleil.

Ces observations sont compatibles avec l'hypothèse postulée par MEUNIER et DELFOSSE, 2009. Nous pensons que pour produire de fortes anti-corrélations il faut créer des filaments de grande taille et ayant des durées de vie longue. Sur le Soleil, ce type de filaments (voir Annexe A) apparaît principalement au pôle au niveau de ligne d'inversion de polarité avec de faibles gradients de champ magnétique (*G. Aulanier, private communication*, MEUNIER et DELFOSSE, 2011). On peut supposer que sur une étoile faiblement active, de grandes zones unipolaires vont pouvoir facilement être créées et, puisqu'elles seront peu perturbées par des structures magnétiques, le gradient qui leur sera associé sera faible, favorisant ainsi la création de filaments polaires importants. Ceci ne reste bien sûr qu'une hypothèse, nous ne connaissons aucun article dans la littérature étudiant l'influence du gradient de champ magnétique sur la formation des filaments. Le fait que les étoiles ayant une corrélation négative soient plus métalliques est aussi compatible avec l'hypothèse des filaments. Une plus forte métallicité pouvant modifier les contrastes des structures (KAROFF et al., 2018), et des filaments avec un contraste plus important peuvent créer des anti-corrélations (MEUNIER et DELFOSSE, 2009).

6.3.3 Évolution du facteur de corrélation à long et à court terme

Nous souhaitons pousser plus loin les observations faites par CINCUNEGUI, DÍAZ et MAUAS, 2007 et GOMES DA SILVA et al., 2014 en étudiant les corrélations stellaires pour différentes échelles de temps. Nous cherchons à savoir

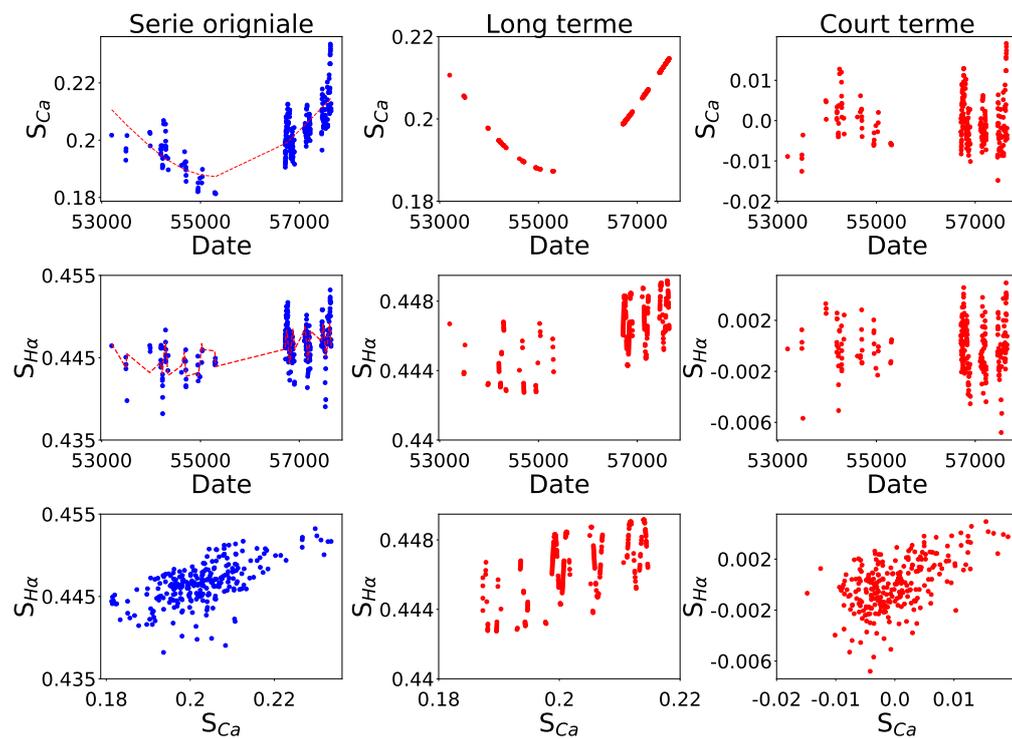


FIGURE 6.8 – Variations Ca II et $H\alpha$ de HD144628. Les séries originales sont présentées sur la colonne de gauche, la courbe rouge correspond à la variation long terme que nous avons reconstruit. Les variations long terme et court terme sont visibles sur les colonnes centrales et de droite de la figure.

s'il existe une différence entre le facteur de corrélation dû aux variations long terme des étoiles, c'est-à-dire celles liées aux cycles d'activité, et celui dû aux variations courts termes, c'est-à-dire liées à la rotation de l'étoile. Nous nous restreignons ici à l'étude des seules étoiles dont la valeur du paramètre 1 est égale à 2, soit 103 étoiles.

Pour étudier la corrélation à différentes échelles de temps, j'ai proposé d'utiliser une méthode de Lomb-Scargle. Cette méthode est similaire à une transformée de Fourier, mais peut s'appliquer sur des données dont l'échantillonnage dans le temps n'est pas régulier, comme c'est le cas ici. La puissance $P_x(\omega)$ du spectre Lomb-Scargle d'un signal x associé à la pulsation ω (associé à la fréquence ν) est :

$$P_x(\omega) = \frac{1}{2} \left(\frac{[\sum_j X_j \cos \omega(t_j - \tau)]^2}{\sum_j \cos^2 \omega(t_j - \tau)} + \frac{[\sum_j X_j \sin \omega(t_j - \tau)]^2}{\sum_j \sin^2 \omega(t_j - \tau)} \right) \quad (6.2)$$

Avec τ à appliquer afin que la paire de sinus et de cosinus associé à une pulsation ω soit mutuellement orthogonale. Ce délai est donné par la formule :

$$\tan 2\omega\tau = \frac{\sum_j \sin 2\omega t_j}{\sum_j \cos 2\omega t_j} \quad (6.3)$$

Une fois le spectre obtenu il est possible d'identifier les fréquences principales ν_i aux différentes périodes de temps qui nous intéressent et de reconstruire le signal comme une somme de sinus :

$$S = \sum_i A_i \times \sin(2\pi\nu_i + \phi_i) \quad (6.4)$$

Nous considérons ici les 5 périodes principales de temps supérieures à 100 jours pour les variations longs termes, et les variations courts termes sont obtenues en soustrayant la variation long terme à la variation originale de l'étoile. La figure 6.8 montre les variations long terme et court terme de HD144628 que l'on a reconstruites. On observe que les variations long terme des émissions H α de HD144628 présentent de brusques variations, par exemple autour de la date julienne 57000, qu'il nous faut encore étudier.

La figure 6.9 présente le facteur de corrélation sur les courtes échelles de temps en fonction de celui sur les longues échelles de temps. On observe que la majorité des étoiles ayant des corrélations positives fortes (supérieur à 0,5) aux longues échelles de temps, ont aussi des corrélations positives fortes aux échelles de temps plus courtes. Par contre, les étoiles anti-corrélées aux longues échelles

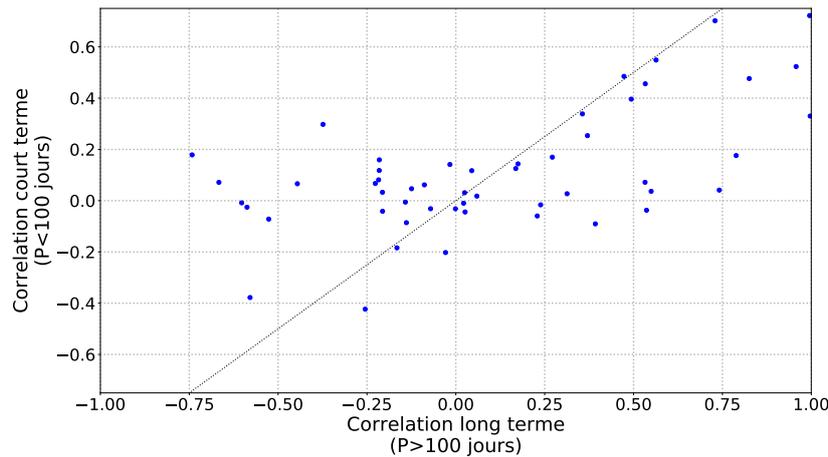


FIGURE 6.9 – Facteur de corrélation à court terme (période < 100 jours) en fonction du facteur de corrélation à long terme (période > 100 jours) des étoiles de notre échantillon. La droite en pointillé noire représente la droite $y = x$.

de temps montrent des corrélations nulles ou faiblement positives aux courtes échelles de temps. De telles observations pourraient être compatibles avec la présence de filaments à la surface de l'étoile. En effet, si l'on suppose que durant sa formation le filament n'est pas assez contrasté pour absorber suffisamment l'émission $H\alpha$ et provoquer une anti-corrélation, on doit s'attendre à observer une corrélation entre Ca II et $H\alpha$ aux échelles de temps de formation des filaments. Par contre sur des échelles de temps plus longues, on ne verra plus les effets de la croissance des filaments, mais on observera l'impact du changement de couverture de la surface stellaire par les filaments et donc potentiellement une anti-corrélation. Nos observations valident cette hypothèse ; cependant, cela suppose que la croissance du filament se fasse sur une durée supérieure à la rotation de l'étoile. Si la croissance est plus rapide, seule la modulation liée à la rotation sera visible, et cette modulation devrait montrer une anti-corrélation, le filament ayant eu le temps de se développer.

Pour étudier l'impact de l'inclinaison de l'étoile sur la corrélation entre Ca II et $H\alpha$ nous envisageons l'étude suivante. À partir de séries temporelles simulées des émissions Ca II pour plusieurs inclinaisons (HARVEY et WHITE, 1999 ; MEUNIER, 2018), nous définissons les émissions $H\alpha$ liées aux facules. Ces dernières sont définies soit à partir de la relation linéaire existant entre les émissions Ca II et $H\alpha$ du Soleil, soit par l'observation des relations de ces émissions sur les étoiles de notre échantillon (travail en cours). Nous obtenons donc des séries temporelles Ca II et $H\alpha$ que nous savons corrélées, et nous ajoutons ensuite la contribution due aux filaments, dont la couverture apparente variera en fonction

de l'inclinaison de l'étoile. Nous obtiendrons ainsi une grille de simulation montrant comment la corrélation entre Ca II et H α évolue en fonction notamment de l'inclinaison de l'étoile. Nous pourrons ainsi savoir l'impact de l'inclinaison sur les corrélations que nous observons.

6.4 Conclusion

Cette étude s'intéresse au comportement d'étoiles de type solaire présentant des anti-corrélations dans leurs émissions Ca II et H α (CINCUNEGUI, DÍAZ et MAUAS, 2007; GOMES DA SILVA et al., 2014). MEUNIER et DELFOSSE, 2009 propose que ce phénomène est dû à la présence de filaments plus nombreux, ou avec un contraste plus important, à la surface de ces étoiles. Cette étude, toujours en cours, a pour objectif de mieux contraindre les paramètres stellaires des étoiles présentant des anti-corrélations dans le but d'utiliser des codes de simulations pour tenter de reproduire les anti-corrélations.

Les résultats, pour l'instant partiels, confirment bien l'existence d'étoiles anti-corrélées. De plus, nous confirmons la dépendance des corrélations avec l'activité rapportée par GOMES DA SILVA et al., 2014. Les étoiles présentant des anti-corrélations ont un niveau d'activité similaire ou inférieur à celui du Soleil, tandis que celles ayant une forte corrélation ont un niveau d'activité bien supérieur à celui du Soleil. Nous relevons également une dépendance entre les corrélations et la métallicité des étoiles, les étoiles anti-corrélées étant plus métalliques que le Soleil.

L'analyse du facteur de corrélation à différentes échelles de temps révèle que les étoiles avec une anti-corrélation à long terme montrent une corrélation nulle ou faiblement positive entre leurs émissions Ca II et H α aux échelles de temps plus courtes.

Ces observations sont, à ce stade, cohérentes avec l'hypothèse proposée par MEUNIER et DELFOSSE, 2009. Un faible niveau d'activité pourrait favoriser la création de grandes zones unipolaires avec des gradients magnétiques faibles, et donc favorables à la mise en place de filaments polaire de grande taille et avec une durée de vie importante. De plus le changement de corrélation suivant l'échelle de temps considérée soutient cette hypothèse. Les faibles échelles de temps pouvant correspondre aux périodes de formations des filaments, et où ceux-ci ne sont pas assez développés pour absorber l'émission H α et provoquer une anti-corrélation. Sur les grandes échelles de temps, la formation des filaments n'est plus observable, et seul le changement de couverture du disque stellaire par ceux-ci est observable. La dépendance entre le facteur de corrélation et la métallicité de l'étoile est également en faveur de l'hypothèse des filaments. Une forte métallicité pouvant modifier le contraste des structures (KAROFF et al., 2018), et donc potentiellement diminuer le contraste des filaments. Des simulations numériques utilisant des codes de diffusion des structures magnétiques (SCHRIJVER, 2001) nous permettraient de savoir si cette modification du

contraste des filaments, que l'on sait pouvoir créer de faibles anti-corrélations (MEUNIER et DELFOSSE, 2009), additionné d'une modification de la couverture de l'étoile par les filaments peut expliquer les fortes anti-corrélations observées.

Conclusions et perspectives

Conclusion générale

L'objectif de cette thèse était l'étude des variations de l'irradiance dans le domaine UV. L'irradiance est un élément important dans les relations Soleil-Terre, et elle impacte la chimie de l'atmosphère, en particulier, dans le domaine UV, l'évolution de l'ozone stratosphérique. Nous avons comme objectif de trouver de nouveaux éléments pour contraindre les modèles d'irradiance UV actuels, et ainsi les améliorer. Pour ce faire, nous avons décidé d'observer les variations en fonction de la position, du champ magnétique et du temps du contraste des différentes structures solaires. Nous avons utilisé les données provenant du satellite SDO dans le visible à 6173 Å et dans l'UV à 1600 Å et 1700 Å. Nous avons sélectionné les données entre août 2010 et décembre 2016 avec un pas de 5 jours entre chaque observation, soit une série de 467 points d'observations ce qui représente une statistique unique.

Les données que nous avons sélectionnées sont affectées de plusieurs biais :

- l'assombrissement centre-bord (LD) lié à l'atmosphère solaire, et qui provoque une variation du contraste en fonction de la position.
- les instruments SDO/AIA et SDO/HMI se dégradent au cours du temps.
- la correction du flatfield (FF) de l'instrument SDO/AIA a été modifiée au cours du temps, cela provoque des variations temporelles du contraste et peut également causer des changements du contraste en fonction de la position.

Ces biais sont à corriger si l'on veut étudier les variations intrinsèques des contrastes en fonction de la position et du temps. Pour corriger ces problèmes, nous avons pour chaque jour évalué la CLV_{QS} ($= FF + LD$) sur les pixels de Soleil calme, l'intensité de ces derniers est supposée uniforme sur la totalité du disque à cause de l'absence de champ magnétique. Le Soleil calme est défini comme les zones où le champ magnétique est inférieur à $3\sigma_B$, avec σ_B le bruit des magnétogrammes. Nous avons donc dû évaluer ce dernier avant de calculer CLV_{QS} . On observe une oscillation d'une période de 1 an dans la variation du bruit des magnétogrammes, et l'explication la plus probable à ce phénomène est

que les paramètres orbitaux de SDO créent des effets de projection et changent ainsi les propriétés de l'échantillon sur lequel le bruit est calculé.

Comme attendu, nous observons un contraste plus fort dans le domaine UV par rapport au visible, mais nous le quantifions pour la première fois. Le contraste présente une variation en fonction du champ magnétique similaire dans le domaine visible et le domaine UV. Celui-ci augmente jusqu'à une valeur maximale, avant de diminuer et de se stabiliser à des valeurs inférieures à 1 pour les champs magnétiques forts. Nous expliquons ce comportement par l'accroissement de la taille des tubes de flux avec le champ magnétique (FLIGGE et SOLANKI, 2000). Les tubes de flux ayant un champ magnétique faible ont une taille suffisamment petite pour que le chauffage radiatif provenant des murs chauds du tube de flux se mette en place jusqu'au cœur du tube. Quand le champ magnétique augmente, le chauffage radiatif devient moins efficace à cause de l'augmentation de l'épaisseur optique du plasma ; le centre du tube de flux n'est plus chauffé et devient sombre. Le plateau au niveau du contraste des taches s'explique par l'arrêt du chauffage radiatif et une inhibition maximale de la convection par le champ magnétique.

Les variations du contraste avec la position sur le disque sont cohérentes avec ce que l'on attendait. Le contraste augmente vers le limbe dû à la meilleure visibilité des murs chauds et brillants des tubes de flux. Les pixels des taches, qui apparaissent sombres au centre du disque, apparaissent brillants au limbe, à cause de la meilleure visibilité des murs des tubes de flux. La position où se produit cette transition diffère entre le visible et l'UV. En UV, elle se produit plus près du limbe que dans le visible, et je suppose que cela serait dû à une modification de l'épaisseur optique du plasma provoquant un approfondissement de la dépression de Wilson dans le domaine UV.

Nous avons ensuite étudié la validité de deux hypothèses du modèle SATIRE-S. La première porte sur la classification des pixels n'appartenant ni aux ombres ni aux pénombres et avec $B/\mu > 600\text{G}$ comme des pixels de Soleil calme. Bien que ressemblant à des facules sur les images, le modèle SATIRE-S classe ces pixels comme des pixels de Soleil calme, leurs forts champs magnétiques étant supposés venir soit d'effets de projection au limbe, soit de la canopée magnétique des taches solaires. Nous concluons de l'observation de la position de ces pixels qu'ils ne peuvent pas, en majorité, être expliqués par des effets de projection ni par des effets de canopée magnétique. Nous pensons qu'ils correspondent à des pixels de facules mal identifiés par le modèle. Même si cette identification erronée ne modifie pas la qualité des reconstructions faites par SATIRE-S, cela

pose la question de la robustesse de l'identification faite à partir de seuls magnétogrammes et d'images dans le visible. L'ajout, en addition de données déjà utilisées, d'images dans l'UV pourrait améliorer l'identification des structures et notamment du réseau. Nous montrons également que le réseau est absolument primordial pour reproduire de manière correcte les évolutions du contraste sur de longues périodes. La seconde hypothèse que nous étudions est l'impact de la variabilité magnétique des contrastes des structures solaires. Nous montrons que la dépendance en champ magnétique du contraste des structures, excepté celle du réseau, n'améliore pas, aux incertitudes près, les reconstructions de l'irradiance. La dépendance magnétique du contraste du réseau est primordiale pour reconstruire la SSI sur de longues périodes. La variabilité du contraste du réseau supposée par le modèle SATIRE-S n'est pas valable en UV, et appliquer cette hypothèse est similaire à appliquer un contraste constant pour le champ magnétique. Le contraste du réseau évoluant linéairement avec le champ magnétique, supposé par SATIRE-S, sous-estime le contraste, et donc la contribution, du réseau à la SSI en UV.

Pour finir, nous montrons que les variations du contraste avec le temps ne sont pas corrélées avec le cycle solaire. La variabilité quasi journalière du contraste et les dégradations résiduelles ne nous permettent pas de rejeter complètement une variabilité du contraste avec le cycle. Nous pouvons cependant affirmer que si cette variation existe elle est inférieure à 3% dans l'UV et 0,13% dans le visible. Cela est une avancée significative sur la stabilité du contraste, dont la stabilité avait été jusque là estimée inférieure à 10% (ORTIZ, DOMINGO et SANAHUJA, 2006). Cette stabilité suggère aussi que la variation de l'irradiance est bien due majoritairement à la variation de la taille des structures solaires. Cependant, nous n'avons observé que 6 années, soit à peine un cycle solaire. Nos observations couvrant la phase ascendante et descendante du cycle 24, nos conclusions semblent pouvoir être valables sur l'intégralité du cycle 24. Cependant, nous ne pouvons conclure à une stabilité du contraste entre le cycle 23 et le cycle 24 ni entre deux cycles de manière générale. Il semble donc possible que la variation décennale de l'irradiance soit due à une évolution du contraste des structures (PENN et LIVINGSTON, 2006; PENN et MACDONALD, 2007); d'autant plus que nous nous limitons à la stabilité du Soleil calme et du réseau, la stabilité des taches ne pouvant être correctement étudiée à cause du mauvais échantillonnage journalier de ces derniers.

Les résultats partiels de l'étude sur les corrélations stellaires, menée en collaboration avec N. Meunier, mettent en évidence que les anti-corrélations existent, comme l'avait observé CINCUNEGUI, DÍAZ et MAUAS, 2007 et GOMES DA SILVA

et al., 2014, et ne sont pas des artefacts. L'hypothèse proposée par MEUNIER et DELFOSSE, 2009 semble cohérente avec nos observations. L'étude du facteur de corrélation en fonction de l'échelle de temps considérée suggère que les filaments responsables des anti-corrélations se forment sur des durées de l'ordre de la rotation de l'étoile. Ces durées sont bien plus longues que les durées de formation des filaments solaires, de l'ordre de quelques jours, et pourraient suggérer que les filaments à l'origine de ces anti-corrélations soient différents de ceux présents sur le Soleil.

Perspectives

Cette étude ouvre de nouvelles pistes pour améliorer les modèles d'irradiance. La première piste porte sur la contrainte des modèles d'atmosphère utilisés par les différents modèles d'irradiance. La comparaison des courbes de contraste en fonction du champ magnétique, que nous présentons au chapitre 4, avec celles prédites par les modèles d'atmosphère pourrait apporter une contrainte inédite sur les modèles d'irradiance. Cependant, je pense qu'une contrainte beaucoup plus forte pourrait être faite en comparant le spectre des structures solaires avec celui qui est prédit par les modèles d'atmosphère. Pour cela, il est nécessaire d'effectuer de nouvelles observations des structures solaires afin de créer le spectre de celles-ci. Ces spectres doivent avoir une résolution spectrale minimale de $0,1 \text{ \AA}$, similaire à celle des modèles d'atmosphère, et doivent s'étendre sur les domaines visibles et UV, ces domaines contribuant le plus à la variabilité de l'irradiance. Les résolutions spectrales en jeu sont parfaitement accessibles aux instruments actuellement disponibles, mais la nécessité de couvrir les domaines visibles et UV implique d'effectuer des observations simultanées avec différents instruments. L'utilisation simultanée du satellite IRIS et de la tour solaire de Meudon permettrait d'observer le spectre des structures solaires dans l'UV entre 1332 \AA et 1490 \AA et entre 2785 \AA et 2835 \AA et dans le visible entre 4500 \AA et 6500 \AA . Ces observations nécessitent également une résolution spatiale minimale de $0,5''$ afin de permettre la différenciation entre l'ombre, la pénombre et le Soleil calme. Cette résolution est également nécessaire pour pouvoir associer un champ magnétique au spectre observé.

La seconde voie pour améliorer les modèles d'irradiance est l'amélioration de l'identification des structures solaires. Comme nous l'avons vu au chapitre 5, le modèle SATIRE-S identifie mal certaines structures comme les facules ou le réseau. Une solution pourrait être l'ajout de longueurs d'onde supplémentaires

lors de la segmentation effectuée par les modèles. Ces longueurs d'onde supplémentaires doivent présenter un contraste des structures différent des longueurs d'onde déjà utilisées. Une longueur d'onde intéressante pour cela serait la raie Ca II. Outre le fait que les structures solaires présentent un contraste très différent dans le visible et dans la raie Ca II, celle-ci est observée quotidiennement depuis de nombreuses décennies, notamment à Meudon. Ceci permettrait d'utiliser ces observations pour des reconstructions d'irradiance s'étendant avant l'ère spatiale. Cependant, les observations Ca II historiques n'ont pas une résolution suffisante. En effet, une résolution minimale de $0,5''$ semble indispensable pour identifier toutes les structures impliquées dans les variations de l'irradiance, et notamment le réseau. D'autres longueurs d'onde peuvent être ajoutées, mais celles-ci doivent provenir d'une région de l'atmosphère solaire différente de celle d'où proviennent les observations déjà utilisées. C'est pour cela, par exemple, que l'ajout d'observations provenant de la raie Mg II n'est pas pertinent si l'on ajoute déjà des observations provenant de Ca II, ces deux raies se formant plus ou moins dans les mêmes régions.

Pour aller encore plus loin, nous pouvons envisager de remplacer les techniques de segmentation des images solaires actuellement utilisées par des techniques d'extraction de source. Une technique intéressante serait l'*Internal Linear Combination* (ILC), particulièrement adapté quand l'on dispose d'observation couvrant une multitude de longueurs d'onde, comme c'est le cas les observations de SDO. Cette méthode repose sur une combinaison linéaire d'images prises dans différentes longueurs d'onde, et les poids de cette combinaison linéaire sont choisis pour correspondre au spectre de la structure que l'on considère. Les spectres des différentes structures solaires, évoqués précédemment, auraient un intérêt fondamental, puisqu'ils serviraient à déterminer les poids à utiliser pour extraire les différentes structures solaires des images. L'un des intérêts majeurs de cette technique sur les autres techniques d'extraction de sources c'est qu'elle permet une sélection *a priori* des structures que l'on veut observer. Dans le cas de cette méthode, le choix des longueurs à utiliser n'a que peu d'impact, tant que l'ensemble de ces longueurs d'onde couvrent un domaine spectral étendu, et que nous connaissons à ces longueurs d'onde le contraste associé à chaque structure. C'est pour cela qu'il serait particulièrement intéressant d'essayer cette technique sur les données de SDO qui couvre le spectre solaire entre 94 \AA et 6173 \AA . Cependant, les longueurs d'onde provenant de la région de transition ou de la couronne peuvent s'avérer problématiques à cause des boucles magnétiques visibles à ces longueurs d'onde, mais un choix adéquat des points, donnant plus d'importance aux longueurs d'onde photosphérique,

pourrait pallier ce problème.

D'autres méthodes, comme l'utilisation de réseau de neurones ou de techniques de *deep learning*, semblent prometteuses pour améliorer les modèles d'irradiance. De nombreuses voies sont maintenant ouvertes pour améliorer les modèles d'irradiance, il ne reste plus qu'à les explorer.

Bibliographie

- BALL, W.T. et al. (2011). « Solar irradiance variability : a six-year comparison between SORCE observations and the SATIRE model ». In : *Astronomy & Astrophysics* 530, A71, A71. DOI : [10.1051/0004-6361/201016189](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201016189). arXiv : [1104.0885](https://arxiv.org/abs/1104.0885) [astro-ph.SR].
- BALL, W.T. et al. (2012). « Reconstruction of total solar irradiance 1974-2009 ». In : *Astronomy & Astrophysics* 541, A27, A27. DOI : [10.1051/0004-6361/201118702](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201118702). arXiv : [1202.3554](https://arxiv.org/abs/1202.3554) [astro-ph.SR].
- BERGER, T. et al. (2011). « Magneto-thermal convection in solar prominences ». In : *Nature* 472, p. 197–200. DOI : [10.1038/nature09925](https://doi.org/10.1038/nature09925).
- BIERMANN, L. (1946). « Zur Deutung der chromosphärischen Turbulenz und des Exzesses der UV-Strahlung der Sonne ». In : *Naturwissenschaften* 33, p. 118–119. DOI : [10.1007/BF00738265](https://doi.org/10.1007/BF00738265).
- BOERNER, P. et al. (2012). « Initial Calibration of the Atmospheric Imaging Assembly (AIA) on the Solar Dynamics Observatory (SDO) ». In : *Solar Physics* 275, p. 41–66. DOI : [10.1007/s11207-011-9804-8](https://doi.org/10.1007/s11207-011-9804-8).
- BOERNER, P.F. et al. (2014). « Photometric and Thermal Cross-calibration of Solar EUV Instruments ». In : *Solar Physics* 289, p. 2377–2397. DOI : [10.1007/s11207-013-0452-z](https://doi.org/10.1007/s11207-013-0452-z). arXiv : [1307.8045](https://arxiv.org/abs/1307.8045) [astro-ph.SR].
- BONET, J. A., I. CABELLO et J. SÁNCHEZ ALMEIDA (2012). « Center-to-limb variation of the area covered by magnetic bright points in the quiet Sun ». In : *Astronomy & Astrophysics* 539, A6, A6. DOI : [10.1051/0004-6361/201118215](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201118215). arXiv : [1112.2513](https://arxiv.org/abs/1112.2513) [astro-ph.SR].
- BOREXINO COLLABORATION et al. (2014). « Neutrinos from the primary proton-proton fusion process in the Sun ». In : *Nature* 512, p. 383–386. DOI : [10.1038/nature13702](https://doi.org/10.1038/nature13702).
- BOVENSMANN, H. et al. (1999). « SCIAMACHY : Mission Objectives and Measurement Modes ». In : *Journal of the Atmospheric Sciences* 56.2, p. 127–150. DOI : [10.1175/1520-0469\(1999\)056<0127:SMOAMM>2.0.CO;2](https://doi.org/10.1175/1520-0469(1999)056<0127:SMOAMM>2.0.CO;2). eprint : [https://doi.org/10.1175/1520-0469\(1999\)056<0127:SMOAMM>2.0.CO;2](https://doi.org/10.1175/1520-0469(1999)056<0127:SMOAMM>2.0.CO;2). URL : [https://doi.org/10.1175/1520-0469\(1999\)056<0127:SMOAMM>2.0.CO;2](https://doi.org/10.1175/1520-0469(1999)056<0127:SMOAMM>2.0.CO;2).

- BRANDT, P.N., W. SCHMIDT et M. STEINEGGER (1990). « On the umbra-penumbra area ratio of sunspots ». In : *Solar Physics* 129, p. 191–194. DOI : [10.1007/BF00154373](https://doi.org/10.1007/BF00154373).
- BRUECKNER, G. E. et al. (1993). « The solar ultraviolet spectral irradiance monitor (SUSIM) experiment on board the Upper Atmosphere Research Satellite (UARS) ». In : *Journal of Geophysical Research* 98, p. 10. DOI : [10.1029/93JD00410](https://doi.org/10.1029/93JD00410).
- CARGILL, P. J. et J. A. KLIMCHUK (2004). « Nanoflare Heating of the Corona Revisited ». In : *The Astrophysical Journal* 605, p. 911–920. DOI : [10.1086/382526](https://doi.org/10.1086/382526).
- CARLSSON, M. et al. (2007). « Can High Frequency Acoustic Waves Heat the Quiet Sun Chromosphere? » In : *Publications of the Astronomical Society of Japan* 59, S663–S668. DOI : [10.1093/pasj/59.sp3.S663](https://doi.org/10.1093/pasj/59.sp3.S663). arXiv : [0709.3462](https://arxiv.org/abs/0709.3462).
- CINCUNEGUI, C., R. F. DÍAZ et P. J. D. MAUAS (2007). « H α and the Ca II H and K lines as activity proxies for late-type stars ». In : *Astronomy & Astrophysics* 469, p. 309–317. DOI : [10.1051/0004-6361:20066503](https://doi.org/10.1051/0004-6361:20066503). eprint : [astro-ph/0703511](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0703511).
- CLETTE, F. et al. (2014). « Revisiting the Sunspot Number. A 400-Year Perspective on the Solar Cycle ». In : *Space Science Reviews* 186, p. 35–103. DOI : [10.1007/s11214-014-0074-2](https://doi.org/10.1007/s11214-014-0074-2). arXiv : [1407.3231](https://arxiv.org/abs/1407.3231) [[astro-ph.SR](https://arxiv.org/abs/1407.3231)].
- CODDINGTON, O. et al. (2016). « A Solar Irradiance Climate Data Record ». In : *Bulletin of the American Meteorological Society* 97, p. 1265. DOI : [10.1175/BAMS-D-14-00265.1](https://doi.org/10.1175/BAMS-D-14-00265.1).
- COUIDAT, S. et al. (2016). « Observables Processing for the Helioseismic and Magnetic Imager Instrument on the Solar Dynamics Observatory ». In : *Solar Physics* 291, p. 1887–1938. DOI : [10.1007/s11207-016-0957-3](https://doi.org/10.1007/s11207-016-0957-3). arXiv : [1606.02368](https://arxiv.org/abs/1606.02368) [[astro-ph.SR](https://arxiv.org/abs/1606.02368)].
- COX, A. N. (2000). *Allen's astrophysical quantities*.
- CRISCUOLI, S., A. NORTON et T. WHITNEY (2017). « Photometric Properties of Network and Faculae Derived from HMI Data Compensated for Scattered Light ». In : *The Astrophysical Journal* 847, 93, p. 93. DOI : [10.3847/1538-4357/aa8ad7](https://doi.org/10.3847/1538-4357/aa8ad7). arXiv : [1709.01593](https://arxiv.org/abs/1709.01593) [[astro-ph.SR](https://arxiv.org/abs/1709.01593)].
- CROWLEY, T. J. (2000). « Causes of Climate Change Over the Past 1000 Years ». In : *Science* 289, p. 270–277. DOI : [10.1126/science.289.5477.270](https://doi.org/10.1126/science.289.5477.270).

- EGOROVA, T. et al. (2018). « Revised historical solar irradiance forcing ». In : *Astronomy & Astrophysics* 615, A85, A85. DOI : [10.1051/0004-6361/201731199](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201731199). arXiv : [1804.00287](https://arxiv.org/abs/1804.00287) [astro-ph.SR].
- ERMOLLI, I. et al. (2013). « Recent variability of the solar spectral irradiance and its impact on climate modelling ». In : *Atmospheric Chemistry & Physics* 13, p. 3945–3977. DOI : [10.5194/acp-13-3945-2013](https://doi.org/10.5194/acp-13-3945-2013). arXiv : [1303.5577](https://arxiv.org/abs/1303.5577) [astro-ph.SR].
- FLIGGE, M. et S. K. SOLANKI (2000). « Properties of Flux Tubes and the Relation with Solar Irradiance Variability ». In : *Journal of Astrophysics and Astronomy* 21, p. 275. DOI : [10.1007/BF02702409](https://doi.org/10.1007/BF02702409).
- FLIGGE, M., S.K. SOLANKI et Y.C. UNRUH (2000). « Modelling irradiance variations from the surface distribution of the solar magnetic field ». In : *Astronomy & Astrophysics* 353, p. 380–388.
- FONTENLA, J. M., E. H. AVRETT et R. LOESER (1993). « Energy balance in the solar transition region. III - Helium emission in hydrostatic, constant-abundance models with diffusion ». In : *The Astrophysical Journal* 406, p. 319–345. DOI : [10.1086/172443](https://doi.org/10.1086/172443).
- FONTENLA, J. M. et al. (2009). « Semiempirical Models of the Solar Atmosphere. III. Set of Non-LTE Models for Far-Ultraviolet/Extreme-Ultraviolet Irradiance Computation ». In : *The Astrophysical Journal* 707, p. 482–502. DOI : [10.1088/0004-637X/707/1/482](https://doi.org/10.1088/0004-637X/707/1/482).
- FOSSUM, A. et M. CARLSSON (2005). « Response Functions of the Ultraviolet Filters of TRACE and the Detectability of High-Frequency Acoustic Waves ». In : *The Astrophysical Journal* 625, p. 556–562. DOI : [10.1086/429614](https://doi.org/10.1086/429614).
- FOUKAL, P. (2013). *Solar Astrophysics*. Physics textbook. Wiley. ISBN : 9783527411030. URL : <https://books.google.fr/books?id=TeQVAAAAQBAJ>.
- GIAMPAPA, M. S., L. E. CRAM et W. J. WILD (1989). « The CA II resonance lines in M dwarf stars without H-alpha emission ». In : *The Astronomical Journal* 345, p. 536–542. DOI : [10.1086/167928](https://doi.org/10.1086/167928).
- GOMES DA SILVA, J. et al. (2014). « On the long-term correlation between the flux in the Ca ii H & K and H α lines for FGK stars ». In : *Astronomy & Astrophysics* 566, A66, A66. DOI : [10.1051/0004-6361/201322697](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201322697). arXiv : [1311.6642](https://arxiv.org/abs/1311.6642) [astro-ph.SR].
- HABERREITER, M. et al. (2017). « A new observational solar irradiance composite ». In : *Journal of Geophysical Research (Space Physics)* 122, p. 5910–5930. DOI : [10.1002/2016JA023492](https://doi.org/10.1002/2016JA023492).

- HANDY, B.N. et al. (1999). « The transition region and coronal explorer ». In : *Solar Physics* 187, p. 229–260. DOI : [10.1023/A:1005166902804](https://doi.org/10.1023/A:1005166902804).
- HARVEY, K. L. et O. R. WHITE (1999). « Magnetic and Radiative Variability of Solar Surface Structures. I. Image Decomposition and Magnetic-Intensity Mapping ». In : *The Astrophysical Journal* 515, p. 812–831. DOI : [10.1086/307035](https://doi.org/10.1086/307035).
- HATHAWAY, D. H. et al. (2002). « Radial Flows in Supergranules ». In : *Solar Physics* 205, p. 25–38. DOI : [10.1023/A:1013881213279](https://doi.org/10.1023/A:1013881213279).
- JEAN-CLAUDE VIAL, Oddbjørn Engvold (eds.) (2015). *Solar Prominences*. 1^{re} éd. Astrophysics and Space Science Library 415. Springer International Publishing. ISBN : 978-3-319-10415-7,978-3-319-10416-4. URL : <http://gen.lib.rus.ec/book/index.php?md5=38b35e1f9a43807ed7ab5d4962eb359f>.
- KAHIL, F., T. L. RIETHMÜLLER et S. K. SOLANKI (2017). « Brightness of Solar Magnetic Elements As a Function of Magnetic Flux at High Spatial Resolution ». In : *The Astrophysical Journal Supplement Series* 229, 12, p. 12. DOI : [10.3847/1538-4365/229/1/12](https://doi.org/10.3847/1538-4365/229/1/12). arXiv : [1701.00759](https://arxiv.org/abs/1701.00759) [astro-ph.SR].
- KAROFF, C. et al. (2018). « The Influence of Metallicity on Stellar Differential Rotation and Magnetic Activity ». In : *The Astrophysical Journal* 852, 46, p. 46. DOI : [10.3847/1538-4357/aaa026](https://doi.org/10.3847/1538-4357/aaa026). arXiv : [1711.07716](https://arxiv.org/abs/1711.07716) [astro-ph.SR].
- KOBEL, P., S.K. SOLANKI et J.M. BORRERO (2011). « The continuum intensity as a function of magnetic field. I. Active region and quiet Sun magnetic elements ». In : *Astronomy & Astrophysics* 531, A112, A112. DOI : [10.1051/0004-6361/201016255](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201016255). arXiv : [1105.1958](https://arxiv.org/abs/1105.1958) [astro-ph.SR].
- KOPP, G. (2014). « An assessment of the solar irradiance record for climate studies ». In : *Journal of Space Weather and Space Climate* 4.27, A14, A14. DOI : [10.1051/swsc/2014012](https://doi.org/10.1051/swsc/2014012).
- KOPP, G., K. HEUERMAN et G. LAWRENCE (2005). « The Total Irradiance Monitor (TIM) : Instrument Calibration ». In : *Solar Physics* 230, p. 111–127. DOI : [10.1007/s11207-005-7447-3](https://doi.org/10.1007/s11207-005-7447-3).
- KOPP, G., G. LAWRENCE et G. ROTTMAN (2005). « The Total Irradiance Monitor (TIM) : Science Results ». In : *Solar Physics* 230, p. 129–139. DOI : [10.1007/s11207-005-7433-9](https://doi.org/10.1007/s11207-005-7433-9).
- KREN, ANDREW C., PILEWSKIE, PETER et CODDINGTON, ODELE (2017). « Where does Earth’s atmosphere get its energy? » In : *Journal of Space Weather Space Climate* 7, A10. DOI : [10.1051/swsc/2017007](https://doi.org/10.1051/swsc/2017007). URL : <https://doi.org/10.1051/swsc/2017007>.

- KRIVOVA, N. A., S. K. SOLANKI et Y. C. UNRUH (2011). « Towards a long-term record of solar total and spectral irradiance ». In : *Journal of Atmospheric and Solar-Terrestrial Physics* 73, p. 223–234. DOI : [10.1016/j.jastp.2009.11.013](https://doi.org/10.1016/j.jastp.2009.11.013). arXiv : [0911.4002](https://arxiv.org/abs/0911.4002) [[astro-ph.SR](https://arxiv.org/archive/astro-ph)].
- KRIVOVA, N.A. et al. (2009). « Reconstruction of solar UV irradiance since 1974 ». In : *Journal of Geophysical Research (Atmospheres)* 114, D00I04, p. D00I04. DOI : [10.1029/2009JD012375](https://doi.org/10.1029/2009JD012375). arXiv : [0907.1500](https://arxiv.org/abs/0907.1500) [[astro-ph.SR](https://arxiv.org/archive/astro-ph)].
- KUHN, J. R. et al. (1998). « The sun's shape and brightness ». In : *Nature* 392, p. 155. DOI : [10.1038/32361](https://doi.org/10.1038/32361).
- KURUCZ, R. L. (1992). « “Finding” the “missing” solar ultraviolet opacity. » In : *Revista Mexicana de Astronomia y Astrofisica* 23, p. 181–186.
- LANGHANS, K. et al. (2005). « Inclination of magnetic fields and flows in sunspot penumbrae ». In : *Astronomy & Astrophysics* 436, p. 1087–1101. DOI : [10.1051/0004-6361:20052678](https://doi.org/10.1051/0004-6361:20052678).
- LEMEN, J.R. et al. (2012). « The Atmospheric Imaging Assembly (AIA) on the Solar Dynamics Observatory (SDO) ». In : *Solar Physics* 275, p. 17–40. DOI : [10.1007/s11207-011-9776-8](https://doi.org/10.1007/s11207-011-9776-8).
- LIN, Y., S. F. MARTIN et O. ENGVOLD (2008). « Filament Substructures and their Interrelation ». In : *Subsurface and Atmospheric Influences on Solar Activity*. Sous la dir. de R. HOWE et al. T. 383. Astronomical Society of the Pacific Conference Series, p. 235.
- LIN, Y. et al. (2005). « Thin Threads of Solar Filaments ». In : *Solar Physics* 226, p. 239–254. DOI : [10.1007/s11207-005-6876-3](https://doi.org/10.1007/s11207-005-6876-3).
- LITES, B. et al. (2007). « Hinode Observations of Horizontal Quiet Sun Magnetic Flux and the “Hidden Turbulent Magnetic Flux” ». In : *Publications of the Astronomical Society of Japan* 59, S571–S576. DOI : [10.1093/pasj/59.sp3.S571](https://doi.org/10.1093/pasj/59.sp3.S571).
- LITES, B. W. et al. (2017). « Are Internetwork Magnetic Fields in the Solar Photosphere Horizontal or Vertical? » In : *The Astrophysical Journal* 835, 14, p. 14. DOI : [10.3847/1538-4357/835/1/14](https://doi.org/10.3847/1538-4357/835/1/14).
- LIVINGSTON, W. et al. (2007). « Sun-as-a-Star Spectrum Variations 1974–2006 ». In : *The Astrophysical Journal* 657, p. 1137–1149. DOI : [10.1086/511127](https://doi.org/10.1086/511127). eprint : [astro-ph/0612554](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0612554).
- MARTIN, S. F., W. H. MARQUETTE et R. BILIMORIA (1992). « The Solar Cycle Pattern in the Direction of the Magnetic Field along the Long Axes of Polar Filaments ». In : *The Solar Cycle*. Sous la dir. de K. L. HARVEY. T. 27. Astronomical Society of the Pacific Conference Series, p. 53.

- MARTIN, Sara F. et Christopher R. ECHOLS (1994). « An Observational and Conceptual Model of the Magnetic Field of a Filament ». In : *Solar Surface Magnetism*. Sous la dir. de Robert J. RUTTEN et Carolus J. SCHRIJVER. Dordrecht : Springer Netherlands, p. 339–346. DOI : [10.1007/978-94-011-1188-1_29](https://doi.org/10.1007/978-94-011-1188-1_29). URL : https://doi.org/10.1007/978-94-011-1188-1_29.
- MATTHES, K. et al. (2017). « Solar forcing for CMIP6 (v3.2) ». In : *Geoscientific Model Development* 10, p. 2247–2302. DOI : [10.5194/gmd-10-2247-2017](https://doi.org/10.5194/gmd-10-2247-2017).
- MAYOR, M. et al. (2003). « Setting New Standards with HARPS ». In : *The Messenger* 114, p. 20–24.
- MCCCLINTOCK, W. E., G. J. ROTTMAN et T. N. WOODS (2005). « Solar-Stellar Irradiance Comparison Experiment II (Solstice II) : Instrument Concept and Design ». In : *Solar Physics* 230, p. 225–258. DOI : [10.1007/s11207-005-7432-x](https://doi.org/10.1007/s11207-005-7432-x).
- MEUNIER, N. (2018). « Solar chromospheric emission and magnetic structures from plages to intranetwork : Contribution of the very quiet Sun ». In : *Astronomy & Astrophysics* 615, A87, A87. DOI : [10.1051/0004-6361/201730817](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201730817). arXiv : [1804.00869](https://arxiv.org/abs/1804.00869) [astro-ph.SR].
- MEUNIER, N. et X. DELFOSSE (2009). « On the correlation between Ca and H α solar emission and consequences for stellar activity observations ». In : *Astronomy & Astrophysics* 501, p. 1103–1112. DOI : [10.1051/0004-6361/200911823](https://doi.org/10.1051/0004-6361/200911823). arXiv : [0905.4037](https://arxiv.org/abs/0905.4037) [astro-ph.SR].
- (2011). « Filaments and the magnetic configuration. I. Observation of the solar case ». In : *Astronomy & Astrophysics* 532, A18, A18. DOI : [10.1051/0004-6361/201116834](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201116834).
- MEUNIER, N., L. MIGNON et A.-M. LAGRANGE (2017). « Variability in stellar granulation and convective blueshift with spectral type and magnetic activity . II. From young to old main-sequence K-G-F stars ». In : *Astronomy & Astrophysics* 607, A124, A124. DOI : [10.1051/0004-6361/201731017](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201731017). arXiv : [1711.02331](https://arxiv.org/abs/1711.02331) [astro-ph.SR].
- MEUNIER, N. et al. (2017). « Variability of stellar granulation and convective blueshift with spectral type and magnetic activity. I. K and G main sequence stars ». In : *Astronomy & Astrophysics* 597, A52, A52. DOI : [10.1051/0004-6361/201629052](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201629052). arXiv : [1610.02168](https://arxiv.org/abs/1610.02168) [astro-ph.SR].
- MONTES, D. et al. (1995). « Excess H α emission in chromospherically active binaries. » In : *Astronomy & Astrophysics* 294, p. 165–176.
- NARAYAN, G. et G.B. SCHARMER (2010). « Small-scale convection signatures associated with a strong plage solar magnetic field ». In : 524, A3, A3. DOI : [10.1051/0004-6361/201014956](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201014956). arXiv : [1007.4673](https://arxiv.org/abs/1007.4673) [astro-ph.SR].

- NORTON, A.A. et al. (2006). « Spectral Line Selection for HMI : A Comparison of Fe I 6173 Å and Ni I 6768 Å ». In : *Solar Physics* 239, p. 69–91. DOI : [10.1007/s11207-006-0279-y](https://doi.org/10.1007/s11207-006-0279-y). eprint : [astro-ph/0608124](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0608124).
- NOYES, R. W. et al. (1984). « Rotation, convection, and magnetic activity in lower main-sequence stars ». In : *The Astrophysical Journal* 279, p. 763–777. DOI : [10.1086/161945](https://doi.org/10.1086/161945).
- ORANGE, N.B. et al. (2014). « Temporal Pointing Variations of the Solar Dynamics Observatory’s HMI and AIA Instruments on Subweekly Time Scales ». In : *Solar Physics* 289, p. 1901–1915. DOI : [10.1007/s11207-013-0441-2](https://doi.org/10.1007/s11207-013-0441-2). arXiv : [1501.05000](https://arxiv.org/abs/1501.05000) [[astro-ph.SR](https://arxiv.org/abs/astro-ph.SR)].
- ORTIZ, A., V. DOMINGO et B. SANAHUJA (2006). « The intensity contrast of solar photospheric faculae and network elements. II. Evolution over the rising phase of solar cycle 23 ». In : *Astronomy & Astrophysics* 452, p. 311–319. DOI : [10.1051/0004-6361:20053869](https://doi.org/10.1051/0004-6361:20053869). eprint : [astro-ph/0602556](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0602556).
- ORTIZ, A. et al. (2002). « On the intensity contrast of solar photospheric faculae and network elements ». In : *Astronomy & Astrophysics* 388, p. 1036–1047. DOI : [10.1051/0004-6361:20020500](https://doi.org/10.1051/0004-6361:20020500). eprint : [astro-ph/0207008](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0207008).
- OWENS, MATHEW J. et al. (2017). « The Maunder minimum and the Little Ice Age : an update from recent reconstructions and climate simulations ». In : *Journal of Space Weather and Space Climate* 7, A33. DOI : [10.1051/swsc/2017034](https://doi.org/10.1051/swsc/2017034). URL : <https://doi.org/10.1051/swsc/2017034>.
- PARENTI, Susanna (2014). « Solar Prominences : Observations ». In : *Living Reviews in Solar Physics* 11.1, p. 1. ISSN : 1614-4961. DOI : [10.12942/lrsp-2014-1](https://doi.org/10.12942/lrsp-2014-1). URL : <https://doi.org/10.12942/lrsp-2014-1>.
- PARKER, E. N. (1972). « Topological Dissipation and the Small-Scale Fields in Turbulent Gases ». In : *The Astrophysical Journal* 174, p. 499. DOI : [10.1086/151512](https://doi.org/10.1086/151512).
- PASQUINI, L. et R. PALLAVICINI (1991). « H-alpha absolute chromospheric fluxes in G and K dwarfs and subgiants ». In : *Astronomy & Astrophysics* 251, p. 199–209.
- PENN, M. J. et W. LIVINGSTON (2006). « Temporal Changes in Sunspot Umbral Magnetic Fields and Temperatures ». In : *The Astrophysical Journal* 649, p. L45–L48. DOI : [10.1086/508345](https://doi.org/10.1086/508345).
- PENN, M. J. et R. K. D. MACDONALD (2007). « Solar Cycle Changes in Sunspot Umbral Intensity ». In : *The Astrophysical Journal* 662, p. L123–L126. DOI : [10.1086/519558](https://doi.org/10.1086/519558).

- PESNELL, W.D., B.J. THOMPSON et P.C. CHAMBERLIN (2012). « The Solar Dynamics Observatory (SDO) ». In : *Solar Physics* 275, p. 3–15. DOI : [10.1007/s11207-011-9841-3](https://doi.org/10.1007/s11207-011-9841-3).
- PHILLIPS, Kenneth J. H. (2008). *Ultraviolet and x-ray spectroscopy of the solar atmosphere*. Cambridge astrophysics series vol. 44. Cambridge, UK, New York : Cambridge University Press, 1 vol. (X–349 p.) ISBN : 978-0-521-84160-3. URL : <http://www.sudoc.fr/127574506>.
- PRIEST, E. (2014). *Magnetohydrodynamics of the Sun*. Cambridge University Press. ISBN : 9781107782662. URL : <https://books.google.fr/books?id=RhL7AgAAQBAJ>.
- RAST, M. P. et al. (2001). « Sunspot Bright Rings : Evidence from Case Studies ». In : *The Astrophysical Journal* 557, p. 864–879. DOI : [10.1086/321673](https://doi.org/10.1086/321673).
- ROBINSON, R. D., L. E. CRAM et M. S. GIAMPAPA (1990). « Chromospheric H-alpha and CA II lines in late-type stars ». In : *The Astrophysical Journal, Supplement* 74, p. 891–909. DOI : [10.1086/191525](https://doi.org/10.1086/191525).
- ROTTMAN, G. (2005). « The SORCE Mission ». In : *Solar Physics* 230, p. 7–25. DOI : [10.1007/s11207-005-8112-6](https://doi.org/10.1007/s11207-005-8112-6).
- ROUDIER, T. et al. (2016). « Relation between trees of fragmenting granules and supergranulation evolution ». In : *Astronomy & Astrophysics* 590, A121, A121. DOI : [10.1051/0004-6361/201628111](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201628111). arXiv : [1604.04118](https://arxiv.org/abs/1604.04118) [astro-ph.SR].
- SANCHEZ, S., A. FOURNIER et J. AUBERT (2014). « The Predictability of Advection-dominated Flux-transport Solar Dynamo Models ». In : *The Astrophysical Journal* 781, 8, p. 8. DOI : [10.1088/0004-637X/781/1/8](https://doi.org/10.1088/0004-637X/781/1/8).
- SCHERRER, P.H. et al. (2012). « The Helioseismic and Magnetic Imager (HMI) Investigation for the Solar Dynamics Observatory (SDO) ». In : *Solar Physics* 275, p. 207–227. DOI : [10.1007/s11207-011-9834-2](https://doi.org/10.1007/s11207-011-9834-2).
- SCHOU, J. et al. (2012). « Design and Ground Calibration of the Helioseismic and Magnetic Imager (HMI) Instrument on the Solar Dynamics Observatory (SDO) ». In : *Solar Physics* 275, p. 229–259. DOI : [10.1007/s11207-011-9842-2](https://doi.org/10.1007/s11207-011-9842-2).
- SCHRIJVER, C.J. (2001). « Simulations of the Photospheric Magnetic Activity and Outer Atmospheric Radiative Losses of Cool Stars Based on Characteristics of the Solar Magnetic Field ». In : *The Astrophysical Journal* 547, p. 475–490. DOI : [10.1086/318333](https://doi.org/10.1086/318333).
- SCHWARZSCHILD, M. (1948). « On Noise Arising from the Solar Granulation. » In : *The Astrophysical Journal* 107, p. 1. DOI : [10.1086/144983](https://doi.org/10.1086/144983).

- SOFIA, S. et L. H. LI (2001). « Solar variability and climate ». In : *Journal of Geophysics Research* 106, p. 12969–12974. DOI : [10.1029/2000JA000379](https://doi.org/10.1029/2000JA000379). eprint : [astro-ph/0010514](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0010514).
- SOLANKI, S.K. (2003). « Sunspots : An overview ». In : *The Astronomy & Astrophysics Review* 11, p. 153–286. DOI : [10.1007/s00159-003-0018-4](https://doi.org/10.1007/s00159-003-0018-4).
- SOLANKI, S.K., N.A. KRIVOVA et J.D. HAIGH (2013). « Solar Irradiance Variability and Climate ». In : *Annual Review of Astronomy & Astrophysics* 51, p. 311–351. DOI : [10.1146/annurev-astro-082812-141007](https://doi.org/10.1146/annurev-astro-082812-141007). arXiv : [1306.2770](https://arxiv.org/abs/1306.2770) [[astro-ph](https://arxiv.org/abs/astro-ph).SR].
- SPRUIT, H. (2000). « Theory of solar irradiance variations ». In : *Space Science Reviews* 94, p. 113–126.
- SPRUIT, H. C. (1982a). « Effect of spots on a star's radius and luminosity ». In : *Astronomy & Astrophysics* 108, p. 348–355.
- (1982b). « The flow of heat near a starspot ». In : *Astronomy & Astrophysics* 108, p. 356–360.
- STRASSMEIER, K. G. et al. (1990). « Chromospheric CA II H and K and H-alpha emission in single and binary stars of spectral types F6-M2 ». In : *The Astrophysical Journal, Supplement* 72, p. 191–230. DOI : [10.1086/191414](https://doi.org/10.1086/191414).
- THOMAS, John H. et Nigel O. WEISS (2008). *Sunspots and Starspots*. Cambridge Astrophysics. Cambridge University Press. DOI : [10.1017/CB09780511536342](https://doi.org/10.1017/CB09780511536342).
- UNRUH, Y. C., S. K. SOLANKI et M. FLIGGE (1999). « The spectral dependence of facular contrast and solar irradiance variations ». In : *Astronomy & Astrophysics* 345, p. 635–642.
- USOSKIN, I. G. (2013). « A History of Solar Activity over Millennia ». In : *Living Reviews in Solar Physics* 10, 1, p. 1. DOI : [10.12942/lrsp-2013-1](https://doi.org/10.12942/lrsp-2013-1).
- VERNAZZA, J.E., E.H. AVRETT et R. LOESER (1981). « Structure of the solar chromosphere. III - Models of the EUV brightness components of the quiet-sun ». In : *The Astrophysical Journal Supplement Series* 45, p. 635–725. DOI : [10.1086/190731](https://doi.org/10.1086/190731).
- WALDMEIER, M. (1939). « Über die Struktur der Sonnenflecken ». In : *Astronomische Mitteilungen der Eidgenössischen Sternwarte Zurich* 14, p. 439–450.
- WITHBROE, G. L. (2006). « Quiet Sun Contribution to Variations in the Total Solar Irradiance ». In : *Solar Physics* 235, p. 369–386. DOI : [10.1007/s11207-006-0070-0](https://doi.org/10.1007/s11207-006-0070-0).

- WOLFF, C. L. et J. R. HICKEY (1987). « Solar irradiance change and special longitudes due to r-modes ». In : *Science* 235, p. 1631–1633. DOI : [10.1126/science.235.4796.1631](https://doi.org/10.1126/science.235.4796.1631).
- WOODS, T. (2012). « Solar Irradiance Variability : Comparisons of Observations over Solar Cycles 21-24 ». In : *EGU General Assembly Conference Abstracts*. Sous la dir. d'A. ABBASI et N. GIESEN. T. 14. EGU General Assembly Conference Abstracts, p. 1520.
- WOODS, T. N., G. ROTTMAN et R. VEST (2005). « XUV Photometer System (XPS) : Overview and Calibrations ». In : *Solar Physics* 230, p. 345–374. DOI : [10.1007/s11207-005-4119-2](https://doi.org/10.1007/s11207-005-4119-2).
- YEO, K. L. et al. (2014a). « Point spread function of SDO/HMI and the effects of stray light correction on the apparent properties of solar surface phenomena ». In : *Astronomy & Astrophysics* 561, A22, A22. DOI : [10.1051/0004-6361/201322502](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201322502). arXiv : [1310.4972](https://arxiv.org/abs/1310.4972) [[astro-ph.SR](#)].
- YEO, K.L., S.K. SOLANKI et N.A. KRIVOVA (2013). « Intensity contrast of solar network and faculae ». In : *Astronomy & Astrophysics* 550, A95, A95. DOI : [10.1051/0004-6361/201220682](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201220682). arXiv : [1302.1442](https://arxiv.org/abs/1302.1442) [[astro-ph.SR](#)].
- YEO, K.L. et al. (2014b). « Reconstruction of total and spectral solar irradiance from 1974 to 2013 based on KPVT, SoHO/MDI, and SDO/HMI observations ». In : *Astronomy & Astrophysics* 570, A85, A85. DOI : [10.1051/0004-6361/201423628](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201423628). arXiv : [1408.1229](https://arxiv.org/abs/1408.1229) [[astro-ph.SR](#)].

Annexe A

Filaments et protubérance

s

Le chapitre 6 de ce manuscrit présente l'étude des filaments stellaires au travers de la corrélation entre les émissions des raies H et K du Ca II et celles de la raie $H\alpha$ de différentes étoiles. Dans cette annexe je présente les caractéristiques essentielles des filaments solaires, ainsi que les points principaux concernant la formation et la dynamique de ces filaments.

A.1 Généralité

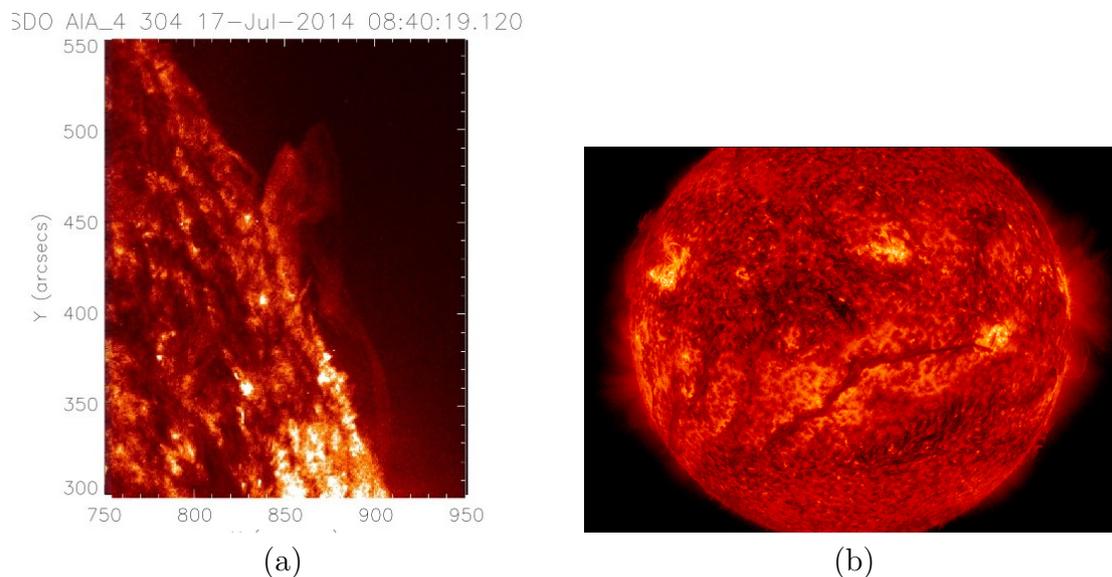


FIGURE A.1 – Protubérance vue au limbe (a) et sur le disque (b) à 304 Å. Quand la protubérance est vue sur le disque, on parle alors de filament. Source : SDO

L'une des structures le plus fascinantes observables sur le Soleil est sans doute les protubérances solaires. Ces structures ne sont observables qu'au travers des raies chromosphériques, par exemple la raie $H\alpha$, et leurs apparences

vont dépendre de leurs positions sur le disque solaire. Au limbe solaire nous pourrions voir l'émission provenant du plasma qui les compose et elles apparaîtraient brillantes sur les images (Fig. A.1 (a)), et elles seront nommées protubérances. Par contre si elles sont observées sur le disque solaire, elles vont apparaître sombres à cause de l'absorption de la lumière de la photosphère par le plasma qui les compose, même si dans ce cas on parle de filament (Fig. A.1 (b)) il s'agit de la même structure que précédemment, mais vu sous un angle différent.

Les protubérances (ou filaments) se composent de plasma provenant de la chromosphère solaire piégé dans la couronne solaire. La protubérance peut s'assimiler à un nuage de plasma dense, avec une densité électronique entre 10^{15} et 10^{17} m^{-3} , et froid, avec une température entre 7500 K et 9000 K, au sein de la couronne solaire, beaucoup moins dense et beaucoup plus chaude. Le plasma de la protubérance est maintenu en suspension dans la couronne solaire, et isolé de cette dernière, par le champ magnétique à l'origine de la protubérance. La protubérance est maintenue en équilibre dans la couronne solaire par la force de Laplace, induite dans le plasma par le champ magnétique, qui vient contre-balancer le poids du plasma emprisonné. Les protubérances sont donc intimement liées au champ magnétique solaire et se forment aux endroits de la surface solaire où le champ magnétique change de polarité et présente un cisaillement fort. Les zones où le champ magnétique solaire s'inverse, et où se forment les protubérances, s'appellent ligne d'inversion de polarité (*Polarity Inversion Line* ou PIL). Ces PIL peuvent se trouver soit au sein des régions actives, soit en bordure de grandes zones unipolaires présentes à la surface du Soleil. On va donc distinguer deux types de protubérance :

Les protubérances calmes (*quiescent prominence*)

Elles se produisent au niveau des PIL associés aux grandes régions unipolaires et peuvent être observées à quasiment toutes les latitudes du disque solaire. Ces protubérances sont les plus grandes et les plus épaisses observables sur le disque solaire, avec une longueur comprise entre 60 et 600 Mm, une hauteur entre 10 et 100 Mm et une épaisseur entre 3 et 10 Mm. Ces protubérances ont de plus une durée de vie importante, en moyenne de 50 jours pour celles situées aux basses latitudes et en moyenne 140 jours pour celles situées aux hautes latitudes. Ces protubérances étant liées à de grandes zones unipolaires, c'est à dire de larges régions du Soleil ayant un champ magnétique faible, le gradient de champ magnétique au niveau de la PIL associée à une protubérance calme est faible.

Ce sont ces protubérances qui peuvent expliquer les anti-corrélations stellaires discutées dans le chapitre 6.

Les protubérances actives

Elles se produisent au niveau des PIL aux seins des régions actives et ne sont donc observables qu'entre $\pm 30^\circ$ de latitude, là où se trouvent les régions actives. Ces protubérances sont plus petites et plus fines que les protubérances calmes, avec une longueur d'environ 10 Mm et une hauteur de 2,5 Mm. Elles vivent également moins longtemps, avec une durée de vie comprise entre quelques heures et quelques jours. Puisque ces protubérances sont liées à des régions actives, et donc à des champs magnétiques fort, le gradient de champ magnétique au niveau de la PIL des protubérances est fort.

Pour finir, ces deux types de protubérances peuvent se présenter sous deux formes : sinistral ou dextral. La protubérance est dite dextral (réciproquement sinistral) si la direction du champ magnétique pointe vers la droite (réciproquement gauche) vue de la polarité positive.

A.2 Structure

Les protubérances solaires sont loin d'être de simples rubans de plasma en suspension dans l'atmosphère solaire. La structure fine des protubérances est en réalité très complexe. Une protubérance se compose de 3 parties principales. La première est la colonne vertébrale (ou *spline*) qui s'étend le long de l'axe de la protubérance et qui constitue sa partie principale. On trouve ensuite les pieds de la protubérance qui constituent les extrémités de la protubérance et sont les régions d'où émerge le champ magnétique associé à la protubérance (à vérifier). Pour finir, la troisième et dernière partie principale des protubérances est les barbes. Il s'agit de petite excroissance de plasma se développant de part et d'autre de la colonne vertébrale de la protubérance. Ces barbes sont associées à des patchs de polarité parasite situés à proximité de l'axe de la protubérance (MARTIN et ECHOLS, 1994). Les barbes peuvent être soit orientées vers la droite (*right-bearing*), soit vers la gauche (*left-bearing*). MARTIN, MARQUETTE et BILIMORIA, 1992 ont montré que les barbes orientés à droite se situent sur les filaments dextral, tandis que les filaments sinistral portent des barbes orientés vers la gauche.

Pour finir, une protubérance n'est pas constituée d'un long et unique ruban de plasma, mais d'une multitude de petits fils d'une largeur d'environ 100 km et d'une longueur comprise entre 3 et 20 Mm (Fig. A.2), et dont la durée de

vie n'est que de quelques minutes (LIN, MARTIN et ENGVOLD, 2008). Les fils constituant les protubérances calmes sont plus petits que ceux constituant les filaments des régions actives.

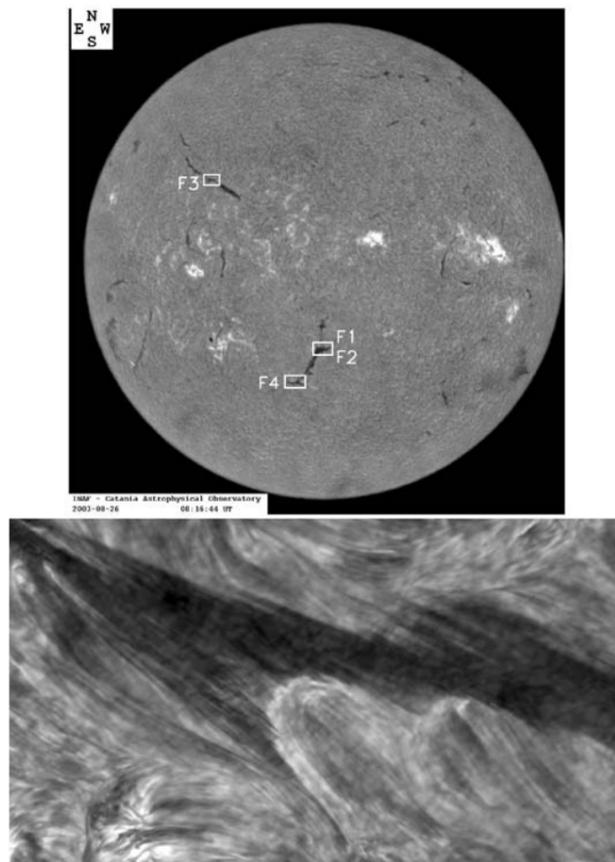


FIGURE A.2 – Panneau supérieur : Vue soleil entière le 26 août 2003. Panneau du bas : Zoom sur la zone F3 obtenue par le Swedish Solar Telescope. La structure fine du filament devient alors visible. Source : LIN et al., 2005

A.3 Formation, évolution et éruption

La formation et l'évolution des protubérances sont un sujet encore aujourd'hui très débattu. Nous ne ferons pas ici une revue exhaustive de tous les modèles de formation, nous préférons renvoyer le lecteur vers JEAN-CLAUDE VIAL, 2015 et PARENTI, 2014 qui offre une vision beaucoup plus complète et détaillée du sujet. Nous n'évoquerons ici que les principales contraintes observationnelles sur la formation des protubérances et expliquons brièvement les quatre principaux modèles de formation.

Grâce à plus d'un siècle d'observation des protubérances, des contraintes sur les modèles d'observations ont pu être définies. Les modèles doivent notamment pouvoir reproduire :

- la grande diversité au niveau de l'emplacement et de la durée de vie des protubérances
- la dynamique importante du plasma à l'intérieur de la protubérance, avec des vitesses atteignant entre 10 et 70 km.s⁻¹
- le plasma de la protubérance apparaît en général directement haut dans la couronne solaire, mais provient de la chromosphère
- les protubérances présentent une structure fine complexe
- la terminaison des barbes provenant de la protubérance est difficilement observable, et le phénomène empêchant le collapse de ces barbes n'est pas clairement compris

À partir de ces observations et des contraintes qu'elles apportent, quatre modèles principaux ont pu être élaborés :

Modèle d'injection

Ce modèle suppose que des reconnections magnétiques ont lieu entre le champ magnétique du canal de la protubérance et le champ magnétique provenant de dipôle émergeant. Ces reconnections auraient pour effet d'éjecter du plasma chromosphérique qui viendrait créer et faire croître la protubérance.

Modèle de lévitation

Dans ce modèle, lors de l'émergence du champ magnétique de la protubérance, du plasma chromosphérique est piégé dans l'enchevêtrement du champ magnétique et est transporté avec le champ magnétique jusque dans la couronne solaire.

Modèle d'évaporation-condensation

Ce modèle propose qu'au niveau des pieds de la protubérance, des phénomènes de chauffage provoquent l'évaporation du plasma chromosphérique. Ce plasma évaporé s'élève alors dans l'atmosphère solaire en suivant les lignes de champ de la protubérance et vient se condenser au niveau du sommet de la protubérance.

Modèle de convection magnéto thermique

Dans ce modèle (BERGER et al., 2011), le plus récent des trois, le champ magnétique torsadé de la protubérance forme des bulles magnétiques à l'intérieur

du Soleil, sous la protubérance. Ces bulles, chauffées via des reconnexions magnétiques ou des ondes Alfvén, montent dans l'atmosphère solaire grâce à la poussée d'Archimède et viennent former et entretenir la protubérance.

Nous n'avons présenté et de manière très succincte l'idée générale derrière chaque modèle. Une explication plus détaillée, avec notamment une présentation des points forts et faibles de chaque modèle, est donnée dans le chapitre 10 de JEAN-CLAUDE VIAL, 2015.

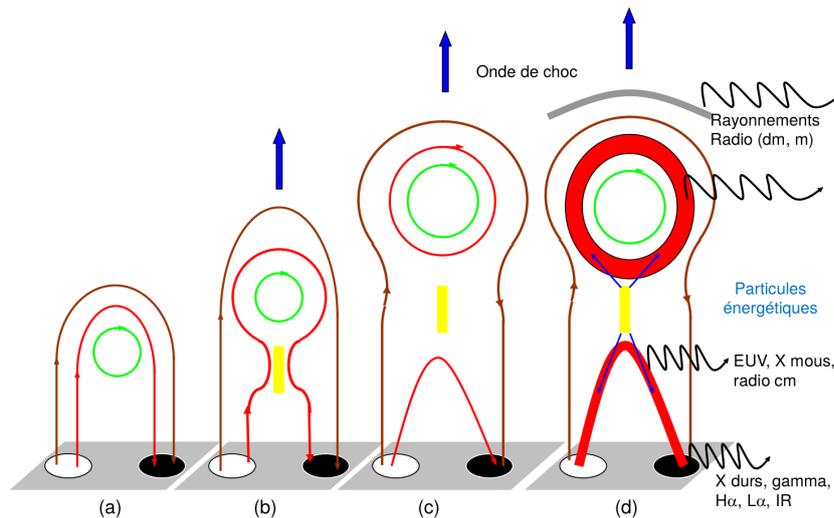


FIGURE A.3 – Principe simplifié d'une éruption solaire. Source : L. Klein

Avec le temps, les mouvements photosphériques peuvent perturber le champ magnétique à l'origine de la protubérance et le rendre instable. L'énergie stockée sous forme magnétique va alors se dissiper en quelques minutes. Ce phénomène est appelé une éruption solaire. La figure A.3 illustre de manière simplifiée la manière dont se déroule d'une éruption. La figure A.3 (a) montre la configuration initiale avec la protubérance stable dont le champ magnétique est ancré dans la photosphère. Sous l'effet des mouvements photosphériques, la protubérance devient instable (Fig. A.3 (b)). Les lignes de champ magnétique se resserrent et une nappe de courant se forme au niveau du « rétrécissement » des lignes de champ. À ce niveau-là une reconnexion magnétique va s'opérer (Fig. A.3 (c)), et deux boucles chaudes ($T \geq 2 \times 10^6 K$) vont se créer, une de chaque côté du point de reconnexion. La première boucle en dessous du point de reconnexion émet principalement en rayons X et en UV. Les particules dans cette boucle sont accélérées et viennent percuter la chromosphère (Fig. A.3 (d)). L'autre boucle au-dessus du point de reconnexion éjecte le plasma qui y est prisonnier dans l'espace, avec éventuellement une onde de choc en amont (Fig. A.3 (d)). Cette

éjection porte le nom d'éjection de masse coronale (CME) et se déploie dans l'espace interplanétaire.

Annexe B

Communications

B.1 Article

R. Gravet, M. Kretzschmar, T. Dudok de Wit, *Intensity contrast of solar structures in the UV and the visible*, Astronomy and Astrophysics, *Submitted*

B. Schmieder, M. Zapiór, A. López Ariste, *et al.*, *Reconstruction of a helical prominence in 3D from IRIS spectra and images*, Astronomy and Astrophysics, 2017, Vol. 606, DOI :10.1051/0004-6361/201730839

M. Huertas-Company, P. G. Perez-Gonzalez, S. Mei, *et al.*, *The morphologies of massive galaxies from $z \approx 3$ - Witnessing the 2 channels of bulge growth*, The Astrophysical Journal, 2015, Vol. 809, DOI :10.1088/0004-637X/809/1/95

M. Huertas-Company, R. Gravet, G. Cabrera-Vives, *et al.*, *A catalog of visual-like morphologies in the 5 CANDELS fields using deep-learning*, The Astrophysical Journal Supplement Series, 2015, Vol. 221, DOI :10.1088/0067-0049/221/1/8

B.2 Présentations Orales

R. Gravet, M. Kretzschmar, T. Dudok de Wit, *Observations of UV contrasts and their impacts on the solar irradiance models*, XXXe assemblée générale de l'UAI, Vienne, Autriche, 2018

R. Gravet, M. Kretzschmar, T. Dudok de Wit, *Observational constraint on irradiance models in UV*, SORCE meeting 2018, Lake Arrowhead, États-Unis, 2018

R. Gravet, M. Kretzschmar, T. Dudok de Wit, *Observed UV contrast of magnetic features and implications for solar irradiance modelling*, Journée de la SF2A, Paris, France, 2017

R. Gravet, M. Kretzschmar, T. Dudok de Wit, *Observed UV contrast of magnetic features and implications on solar irradiance models*, Towards a Unified Solar Forcing Input to Climate Studies ISSI team meeting, Berne, Suisse, 2017

B.3 Posters

R. Gravet, N. Meunier, L. Mignon, M. Kretzschmar, X. Delfosse, *How can the Sun explain the correlations between Ca and H α emissions of stars?*, SORCE meeting 2018, Lake Arrowhead, États-Unis, 2018

R. Gravet, M. Kretzschmar, T. Dudok de Wit, *Observed UV contrast of magnetic features and implications for solar irradiance modelling*, IAU Symposium 335, Exeter, Grande-Bretagne, 2017

R. Gravet, M. Kretzschmar, T. Dudok de Wit, *On the ultraviolet contrast of solar magnetic features*, SolarNet IV meeting, Lanzarote, Espagne, 2017

R. Gravet, M. Kretzschmar, T. Dudok de Wit, *On the UV contrast of solar magnetic features and variations of small magnetic fields*, Space Climate 6 Symposium, Levi, Finlande, 2016

R. Gravet, M. Kretzschmar, T. Dudok de Wit, *On the UV contrast of solar magnetic features and variations of small magnetic fields*, PNST Symposium, Hendaye, France, 2016

Romarc Gravet

Étude des contrastes solaires dans le domaine UV

Résumé :

Comprendre les variations de l'irradiance solaire, notamment dans le domaine UV, est essentiel pour les modèles climatiques. Les modèles d'irradiance sont précieux pour reconstruire l'irradiance solaire spectrale (SSI) en l'absence d'observations ou lorsque celles-ci manquent de stabilité. Cependant, ils font certaines hypothèses sur les structures solaires. Nous visons ici à contraindre ces hypothèses en caractérisant le contraste UV des structures solaires. Grâce aux données du satellite Solar Dynamic Observatory (SDO) entre 2010 et 2016, nous quantifions pour la première fois les contrastes dans l'UV. L'étude du contraste des structures solaires et de leur segmentation montre que des seuils photométriques sont nécessaires pour segmenter correctement les structures solaires, principalement en UV, en raison de la coexistence de structures sombres et brillantes pour la même valeur du champ magnétique. Certains pixels classés parmi le Soleil calme par le modèle SATIRE-S appartiennent en fait aux facules, mais ils sont trop peu nombreux pour avoir un impact sur les reconstructions de SSI. Nos résultats soulignent l'importance des observations multi-longueurs d'onde pour mieux contraindre l'identification des structures. Distinguer réseau et facule est essentiel pour reconstruire la SSI sur une longue période, et la prise en compte de la dépendance du contraste du réseau par rapport au champ magnétique améliore la reconstruction de la SSI. Enfin, nous ne trouvons aucun indice de variations du contraste durant le cycle solaire.

Nous présentons aussi des résultats sur les corrélations entre les émissions H α et Ca II des étoiles de type solaire. Nous montrons que l'hypothèse de Meunier et al., 2009 pour expliquer les anti-corrélations de certaines étoiles est confirmée par nos résultats.

Mots clés : Physique solaire, Astrophysique, Irradiance, Physique stellaire

Study of solar contrasts in the UV domain

Summary :

Understanding solar irradiance variations, in particular in the ultraviolet wavelength range, is essential for climate modelling. Solar irradiance models are precious for reconstructing the spectral solar irradiance (SSI) in the absence of observations or when they lack stability. However, they come with their assumptions. Here we aim here to constrain these in the UV by characterising the contrast of solar magnetic features in the UV. From solar images taken by the Solar Dynamic Observatory (SDO) between 2010 and 2016, we quantify UV contrasts the first time. The study of the contrast of the solar structures and their segmentation shows that photometric thresholds are necessary to properly segment solar structures, mainly in the UV, because of the coexistence of both dark and bright structures for the same value of the magnetic field. Some pixels that are classified as quiet-Sun by the SATIRE-S model actually belong to faculae, but they are too few to have a significant impact on SSI reconstructions. Our results highlight the importance of multi-wavelength observations for better constraining the identification of structures. Distinguishing network and faculae is essential for such reconstructions over a long period, and using a network with magnetically variable contrast improves SSI reconstruction. Finally, we find no evidence of contrast variations during the solar cycle.

We also present results on the correlations between H α and Ca II emissions of Sun-like stars. We show that the hypothesis of Meunier et al., 2009 to explain the anti-correlations of certain stars corresponds to our observations.

Keywords : Solar physics, Astrophysics, Irradiance, Stellar physics



Laboratoire de Physique et Chimie de
l'Environnement et de l'Espace (LPC2E)
3A avenue de la recherche scientifique
45071 Orléans CEDEX 2

