

République Algérienne Démocratique et Populaire  
Ministère de l'Enseignement Supérieur et de la Recherche Scientifique  
Université A.MIRA-BEJAIA



Faculté des Sciences Exactes  
Département de Physique  
Laboratoire de Physique Théorique

# THÈSE

## EN VUE DE L'OBTENTION DU DIPLOME DE DOCTORAT

Domaine: Science de la Matière. Filière: Physique  
Spécialité: Physique Théorique

Présentée par  
**ZERMANE Mohammed Akram**

*Thème*

**Cyclicité et prédiction de l'activité  
magnétique du Soleil**

Devant le Jury composé de :

Nom et Prénom	Grade		
<b>Mme.</b> Nadia MEHIDI née BOUAM	Professeur	Univ. de Bejaia	Présidente
<b>Mme</b> Nadia OULEBSIR née AISSAT	MCA	Univ. de Bejaia	Rapporteur
<b>Mr</b> Khalil DAIFFALLAH	Directeur de Recherche	CRAAG Bouzereah	Examineur
<b>Mme</b> Ilhem CHADOU	MCA	Univ. de Bejaia	Examinatrice

Année Universitaire : 2024/2025

الحمد لله أولاً وأخيراً، ظاهراً وباطناً، الذي بنعمته تتم الصالحات. أحمدده سبحانه وتعالى على ما أنعم به عليّ من القوة والصبر والتوفيق، وعلى تسهيل هذا الطريق الطويل حتى بلوغ هذه اللحظة. وأسأله أن يجعل هذا العمل خالصاً لوجهه الكريم، وأن ينفعني به وينفع به غيري.

## Remerciements

Je tiens à exprimer ma profonde gratitude et ma reconnaissance à deux personnes :

**Mme Oulebsir née Aissat Nadia** et **M. Bekli Mohamed Réda** pour m'avoir proposé un sujet de thèse d'un grand intérêt et pour m'avoir accompagné tout au long de ce travail. Merci pour votre encadrement bienveillant, votre rigueur scientifique et votre disponibilité tout au long de ces années. Votre confiance, vos conseils éclairés et votre exigence m'ont guidé et inspiré. Ce travail est aussi le reflet de votre engagement et de votre accompagnement de qualité.

Je remercie également **M. Belhadi Zahir** pour sa contribution significative au développement de l'outil mathématique dans ce travail, ainsi que pour la rigueur de son accompagnement et la pertinence de ses conseils."

Je remercie avec beaucoup de respect les membres du jury de cette thèse pour le temps qu'ils ont consacré à l'évaluation de mon travail. **Mme Mehidi neé Bouam Nadia** d'avoir accepté d'être présidente de Jury, **Mme Chadou Ilhem** et **M. Daiffallah Khalil** d'avoir accepté d'examiner ce travail ainsi que pour leurs remarques constructives et leurs conseils avisés, qui m'ont permis d'améliorer significativement ce mémoire.

Une reconnaissance à **Mr. Abdelmoumene Belabbas**, pour sa disponibilité, ses orientations précieuses et son soutien constant durant ces années.

Je remercie vivement mes collègues et amis : **Djalil, Abdelghani et Katia**. Je vous dois beaucoup. Votre soutien, vos conseils, vos encouragements et votre présence ont été indispensables. Sans vous, je ne serais jamais allé aussi loin. Ce travail porte aussi vos empreintes, et je vous en serai toujours reconnaissant.

Je souhaite également adresser un remerciement tout particulier à **M. Silvio Cherubini**, une personne chère, dont l'aide précieuse et le soutien indéfectible ont joué un rôle déterminant dans ma réussite.

Je remercie également le Laboratoire de Physique Théorique, dirigé par **M. Gharbi Abdelhakim**, pour l'accueil, les ressources mises à disposition et l'environnement de travail stimulant qu'il m'a offert. À tous les membres du laboratoire, merci pour vos échanges, vos conseils et votre bienveillance, qui ont largement contribué à nourrir et enrichir ce travail.

Je tiens finalement à remercier chaleureusement **l'ensemble du personnel administratif et pédagogique de l'Université de Bejaïa** pour m'avoir offert un cadre d'étude et de travail tout au long de ce parcours doctoral.


Enfin, je remercie tous ceux qui, de près ou de loin, ont contribué à cette thèse par leurs encouragements, leurs conseils, ou leur présence.

# DÉDICACE

## À mes parents

Vous êtes le pilier de ma vie. Vous êtes les racines profondes de tout ce que je suis. Votre amour, vos sacrifices, votre foi en moi même dans les moments les plus incertains, m'ont donné la force d'avancer. Ce travail est le fruit de votre dévouement et de vos valeurs que vous m'avez transmis jour après jour. Cette thèse, je la dédie spécialement à vous.

## À ma femme

Merci d'avoir été ma force tranquille, Merci d'avoir été mon refuge dans les tempêtes, ma lumière dans les périodes de doute. Ta patience, ton soutien constant, et ta confiance inébranlable m'ont porté plus que tu ne l'imagines. Merci d'avoir cru en moi, même quand moi je doutais. Cette thèse, je la dédie spécialement à toi. ILSB 

## À mes frères

Vous avez toujours été là, sans jamais poser de questions, toujours prêts à encourager. Votre présence m'a donné l'équilibre dont j'avais besoin  
Merci d'avoir été là.

## À El Hacen Bey, et à Ahmed Anes

Mes chers neveux, vous êtes la promesse de demain. À travers votre innocence, vous m'avez rappelé l'importance de transmettre, d'espérer et de croire en l'avenir. Que cette thèse soit pour vous un témoignage : celui qu'avec de la volonté, du travail et du cœur, rien n'est hors de portée. Grandissez libres, passionnés et fiers de qui vous êtes. J'espère qu'un jour, vous serez fiers de ce que votre oncle a accompli.

## À tous mes amis

ceux qui m'ont soutenu, encouragé, parfois bousculé et à qui je dois tant, Merci pour vos mots, vos blagues, et surtout... pour votre célèbre question : *“Alors, c'est quand la soutenance ?”* Aujourd'hui, je vous répons enfin : **c'est fait.**

# Table des matières

<b>INTRODUCTION GENERALE</b>	<b>1</b>
<b>Chapitre 1 ORIGINE, STRUCTURE ET MAGNETISME SOLAIRE</b>	<b>4</b>
1.1 FUSION NUCLEAIRE DANS LE SOLEIL . . . . .	6
1.1.1 Cycle proton-proton (principal mécanisme de fusion) . . . . .	6
1.1.2 Equilibre hydrostatique . . . . .	7
1.1.3 Production et libération d'énergie sous forme de rayonnement . . . . .	8
1.2 STRUCTURE DU SOLEIL . . . . .	9
1.2.1 Noyau . . . . .	10
1.2.2 Zone radiative . . . . .	11
1.2.3 Zone de convection . . . . .	11
1.2.4 Photosphère . . . . .	11
1.2.5 Chromosphère . . . . .	13
1.2.6 Région de transition . . . . .	13
1.2.7 Couronne . . . . .	14
1.3 MAGNETISME SOLAIRE . . . . .	15
1.3.1 Phénomènes d'activité solaire . . . . .	17
1.3.2 Cycle Solaire . . . . .	23
1.3.3 Caracteristiques individuelles d'un cycle solaire . . . . .	25
1.3.4 Dynamo solaire . . . . .	26
<b>Chapitre 2 ACTIVITE MAGNETIQUE SOLAIRE ET METHODES DE PREDICTIONS</b>	<b>30</b>
2.1 ACTIVITE SOLAIRE . . . . .	31
2.1.1 Introduction historique . . . . .	31
2.1.2 Indicateurs de l'activité solaire . . . . .	32
2.1.3 Variabilité du cycle solaire à long et à court terme . . . . .	34
2.2 METHODES DE PREDICTIONS . . . . .	35
2.2.1 Méthodes basées sur des modèles physiques . . . . .	36
2.2.2 Méthodes d'extrapolation . . . . .	38
2.2.3 Méthode des précurseurs . . . . .	39

2.2.4	Autres méthodes . . . . .	41
2.3	VALIDATION DES CYCLES SOLAIRES 24 et 25 . . . . .	42
<b>Chapitre 3</b>	<b>PREDICTION DU CYCLE D'ACTIVITE SOLAIRE 26 AVEC LE PRECURSEUR SODA</b>	<b>47</b>
3.1	INDICES SODA ET XSODA . . . . .	49
3.2	COMPOSITION DE SODA ET XSODA . . . . .	50
3.2.1	SODA . . . . .	50
3.2.2	XSODA . . . . .	51
3.3	PRINCIPE DES FLUCTUATIONS MINIMALES . . . . .	54
3.3.1	Nouvelle estimation de SODA et XSODA . . . . .	55
3.4	MODULATION A LONG TERME : AU-DELA DU CYCLE DE 11 ANS . . . . .	58
3.4.1	Validation du modèle . . . . .	63
3.5	PREDICTION DU CYCLE SOLAIRE 26 ET DISCUSSION . . . . .	65
3.5.1	Chronologie du maximum du cycle solaire 26 . . . . .	65
3.5.2	Prediction de SODA et XSODA pour le cycle solaire 26 . . . . .	67
	<b>CONCLUSION</b>	<b>69</b>
	<b>PRESPECTIVES</b>	<b>71</b>
	<b>Annexe</b>	<b>72</b>

# Table des figures

1.1	Chaîne pp . . . . .	6
1.2	Structure du Soleil . . . . .	10
1.3	Températures dans l'atmosphère solaire . . . . .	14
1.4	Lois de Hale . . . . .	16
1.5	Groupe de taches solaires . . . . .	18
1.6	Eruption solaire . . . . .	19
1.7	Eruption X6,9 associée à AR11263, la plus grande éruption observée du cycle solaire 24. . . . .	20
1.8	CMEs . . . . .	21
1.9	Protubérances-vs-Filaments . . . . .	22
1.10	CMEs . . . . .	24
1.11	Effets $\Omega$ et $\alpha$ . . . . .	25
1.12	Période du cycle solaire 3 (Crédit : SILSO, Royal Obs. Belgium) . . . . .	26
1.13	Ecart de Gnevyshev . . . . .	26
2.1	Construction progressive de la série des nombres de taches solaires . . . . .	31
2.2	Nombre international de taches solaires . . . . .	32
2.3	Série originale de nombres de taches solaires . . . . .	33
2.4	Activité solaire à long terme au cours du dernier millénaire. . . . .	35
2.5	Mesures du champ magnétique solaire . . . . .	41
2.6	Prévisions du Cycle Solaire 24 . . . . .	44
2.7	Prévisions du Cycle Solaire 25 . . . . .	45
3.1	Données annuelles de F10.7 de 1976 à 2023. . . . .	50
3.2	Valeurs annuelles du champ polaire solaire $ B_p $ de 1976 à 2023. . . . .	51
3.3	Champ polaire vs les facules . . . . .	52
3.4	Facules polaires de 1906 à 2023. Application d'un filtre FFT de 0.33 Hz. . . . .	53
3.5	Nombre de taches solaires de 1906 à 2023 . . . . .	54
3.6	SODA vs nouveau SODA obtenu avec la méthode des fluctuations minimales. . . . .	56
3.7	XSODA vs nouveau XSODA obtenu avec la méthode des fluctuations minimales. . . . .	57

3.8	Comparaison de l'analyse du spectre de puissance de SODA et de la nouvelle version de SODA. . . . .	57
3.9	Comparaison de l'analyse du spectre de puissance de XSODA et de la nouvelle version de XSODA. . . . .	58
3.10	Périodogramme de Lomb-Scargle du nombre total moyen de taches solaires mensuelles, dans la plage de période de 1 à 140, avec un niveau de signification de 99%. . . . .	59
3.11	Le nouvel indice SODA aux côtés de l'indice SODA modulé obtenu (ligne bleue). . . . .	59
3.12	Le nouvel indice SODA (ligne rouge) et sa fonction d'ajustement (ligne grise). . . . .	60
3.13	Analyse spectrale du nouvel indice SODA (ligne rouge), de l'indice modulé (ligne bleue) et de l'indice obtenu par Pesnell and Schatten (2018) (ligne noire). . . . .	61
3.14	Nouvel indice XSODA . . . . .	62
3.15	Graphique du nombre de taches solaires SN en fonction de l'indice F10.7 avec un coefficient de corrélation de Pearson de $r = 0.957$ . . . . .	64
3.16	Comportement de SODA et XSODA sur 12 cycles solaires (du cycle solaire 13 au cycle 24). . . . .	65
3.17	Prédiction du cycle solaire 26 utilisant les indices SODA et XSODA . . . . .	67

# Liste des tableaux

1.1	Propriétés fondamentales du Soleil . . . . .	9
2.1	Classification des différents types de variabilité de l'activité solaire. . . . .	34
2.2	Résumé des prévisions pour le Cycle Solaire 24 selon différentes méthodes (Pesnell, 2012). . . . .	43
2.3	Résumé des prévisions du Cycle Solaire 25 selon les différentes méthodes utilisées. . . . .	46
3.1	Tableau récapitulatif 1 . . . . .	66
3.2	Tableau récapitulatif 2 . . . . .	68

# INTRODUCTION GENERALE

L'importance du Soleil dans la vie et la civilisation humaines est reconnue depuis l'Antiquité. Les Indiens, les Grecs, les Romains, les Égyptiens et d'autres civilisations anciennes ont toujours vénéré le Soleil, car ils pensaient qu'il était la source de notre vie sur terre. Le Soleil a toujours été une merveille pour l'humanité depuis les premiers jours de la civilisation. Même au XXI<sup>e</sup> siècle, où il n'aurait pas été possible de progresser sans l'utilisation de la technologie, l'étude du Soleil est beaucoup plus pertinente et importante. Avec les progrès de la technologie, la prise de conscience de l'importance de l'étude du Soleil s'est également accentuée.

Les observations à l'œil nu des taches solaires sont documentées dans différentes cultures ((Bray and Loughhead, 1964)). En particulier, les anciens Chinois ont conservé des registres détaillés, bien qu'incomplets, remontant à plus de 2000 ans (Wittmann and Xu, 1987); (Yau and Stephenson, 1988); (Eddy, Stephenson, and Yau, 1989). Cependant, c'est la redécouverte des taches solaires par Galilée, Scheiner et d'autres qui ont réalisé les premières observations télescopiques des taches solaires vers 1611, marquant le début de l'étude systématique du Soleil, et ouvrant la voie à la recherche sur la nature physique du Soleil

Les observations du Soleil ont évolué de façon spectaculaire au cours des 400 dernières années. Cela a commencé lorsque Heinrich Schwabe découvrit en 1843, grâce à des observations régulières du Soleil (Schwabe, 1843), que le nombre de taches solaires varie sur une période de 11 ans (ce qu'on appelle le cycle d'activité solaire). À partir de cette date, la période moderne de recherche sur les taches solaires a débuté. La percée dans la compréhension des taches solaires est survenue en 1908, lorsque George Ellery Hale a mesuré pour la première fois un champ magnétique dans ces structures (Hale, 1908). Depuis, le champ magnétique est reconnu comme la cause fondamentale du phénomène des taches solaires.

La prévision des cycles solaires et l'identification des différentes périodicités de l'activité solaire revêtent aujourd'hui une importance majeure. Bien que de nombreuses incertitudes subsistent quant au fonctionnement exact de la dynamo solaire, il est établi qu'une forte activité solaire peut provoquer des éruptions et de puissantes tempêtes géomagnétiques,

susceptibles de perturber les systèmes de communication terrestres ainsi que l'électronique embarquée des satellites, un excellent exemple est l'événement Carrington, qui s'est produit en 1859, durant le Cycle 10, et qui est la tempête solaire la plus intense enregistrée à ce jour (Carrington, 1859). Étant donné que la tempête géomagnétique a endommagé le robuste système télégraphique de l'époque, nous pouvons seulement imaginer à quel point un tel événement pourrait être nuisible s'il se produisait de nos jours. D'où l'importance d'améliorer nos méthodes de prévision, principalement pour planifier les missions spatiales et protéger les astronautes dans l'espace ainsi que la technologie dont nous dépendons.

Cette thèse vise à approfondir la compréhension des mécanismes physiques à l'origine de l'activité solaire et à contribuer à l'amélioration de la prévision des cycles solaires. En s'appuyant sur les fondements théoriques du magnétisme solaire et de la dynamo interne du Soleil, ce travail explore la dynamique des cycles solaires ainsi que leur variabilité à différentes échelles de temps. Une attention particulière est portée à l'étude des méthodes de prédiction de l'activité solaire, en mettant en lumière les approches basées sur les précurseurs.

Cette thèse est structurée pour fournir un examen détaillé de l'activité solaire, de la prévision des cycles solaires et des processus fondamentaux qui influencent ces phénomènes.

Le **Premier Chapitre** examine l'origine du Soleil et approfondit l'intérieur du Soleil et les mécanismes qui régissent son activité magnétique, retraçant ses origines à la nébuleuse proto-solaire, qui a hérité de la matière des générations précédentes d'étoiles. Il discute la formation de la structure interne du Soleil et de sa production d'énergie. Il commence par un aperçu des couches internes du Soleil, suivi d'une introduction du magnétisme solaire. Ces principes sont essentiels pour comprendre la génération des champs magnétiques du Soleil. Le chapitre explore également les principes fondamentaux de la dynamo solaire et leur rôle clé dans la compréhension du Soleil. Il détaille l'équation d'induction magnétique et les mécanismes responsables de la génération et du maintien du champ magnétique solaire et les phénomènes solaires magnétiques importants tels que les taches solaires, les éruptions solaires.

Le **Deuxième Chapitre** se concentre sur l'activité solaire, fournissant un contexte historique. Il discute des caractéristiques individuelles des cycles solaires, y compris leur périodicité, leur amplitude et leur variabilité. Le chapitre enquête également sur la variabilité à court et à long terme des cycles solaires, offrant des aperçus sur le comportement complexe du Soleil sur différentes échelles de temps.

Ce Chapitre aborde aussi la prédiction des cycles solaires, en soulignant son importance pour comprendre la météo spatiale et son impact sur les systèmes technologiques et le climat terrestre. Il introduit les diverses méthodes utilisées pour prédire les cycles solaires, en met-

tant particulièrement l'accent sur la méthode précurseur. Ce chapitre analyse les forces et les limites de ces approches, mettant en lumière les avancées réalisées ces dernières années.

L'un des apports majeurs de cette recherche réside dans l'analyse et l'application de la méthode SODA (Solar Dynamo Amplitude) présenté dans le **Troisième Chapitre**. SODA est une approche basée sur les précurseurs conçue pour prédire l'amplitude maximale des cycles solaires. Ce travail propose une application concrète de cette méthode au cas du Cycle Solaire 26, en intégrant des données d'observation pertinentes et en mettant en œuvre une modélisation rigoureuse. L'étude de cas réalisée permet d'évaluer la robustesse et la précision de SODA, tout en identifiant les facteurs physiques déterminants qui influencent la croissance de l'activité solaire.

Au-delà de la simple prédiction, cette approche permet aussi de tester les hypothèses sur le fonctionnement de la dynamo solaire, en croisant théorie et observation. Ce travail souligne ainsi le potentiel des méthodes de précurseurs pour enrichir notre compréhension des processus magnétiques solaires et contribuer à la construction de modèles plus fiables pour anticiper les impacts de l'activité solaire sur les systèmes technologiques, la météo spatiale et, potentiellement, le climat terrestre. Par cette contribution, cette thèse s'inscrit dans une dynamique de recherche actuelle, visant à réduire les incertitudes sur l'évolution future du Soleil et à renforcer la résilience face aux aléas solaires.

Enfin, la thèse se termine par des perspectives sur les directions futures de recherche. Elle résume les principales conclusions de chaque chapitre et discute des questions ouvertes et des défis dans l'étude de l'activité solaire et de la prévision des cycles solaires, encourageant une exploration plus approfondie dans ce domaine.

# Chapitre 1

## ORIGINE, STRUCTURE ET MAGNETISME SOLAIRE

Le Soleil est une étoile qui produit sa propre énergie par des réactions thermonucléaires se déroulant en son cœur. Principalement constitué d'hydrogène, il illustre un équilibre stable entre deux forces fondamentales : la gravitation, qui tend à comprimer la matière vers le centre, et la pression de radiation issue des réactions nucléaires, qui exerce une force de poussée vers l'extérieur. Cet état d'équilibre, appelé équilibre hydrostatique, permet au Soleil de maintenir sa structure actuelle sur des échelles de temps de l'ordre de dix milliards d'années.

Le Soleil et son système solaire, se sont formés comme un vaste nuage de gaz et de poussières appelé la nébuleuse solaire. On spéculé que cette nébuleuse avait une masse de deux ou trois fois celle du Soleil et un diamètre d'au moins cent fois la distance Terre-Soleil. Ce nuage était composé d'un certain nombre d'éléments, notamment l'hydrogène, l'hélium, le carbone, l'azote, l'oxygène, le néon, le magnésium, le silicium, le soufre et le fer. Présents mais non abondants étaient le nickel, le calcium, l'argon, l'aluminium et le sodium. Plusieurs autres éléments étaient également présents en quantités infimes, y compris l'or.

Depuis le début, que nous appelons le Big Bang, l'hydrogène et l'hélium ont toujours été les éléments les plus abondants de l'univers, totalisant presque 98 % de sa masse combinée. Les autres éléments de la nébuleuse solaire ont été produits à l'intérieur des premières étoiles, par des processus nucléaires ou en subissant la fin destructrice et puissante d'une étoile, appelée supernova.

Les particules de poussière présentes dans la nébuleuse solaire étaient probablement recouvertes d'une fine couche de glace formée par la condensation de certains éléments dans des conditions de très basse température. Sous l'effet de la gravité, ces particules ont commencé à se déplacer vers le centre du nuage, déclenchant un effondrement gravitationnel. Ce processus s'est accompagné de la conservation du moment cinétique, ce qui a entraîné une

augmentation de la rotation du nuage.

À mesure que la matière s'accumulait au centre, la densité augmentait, entraînant davantage de collisions entre les particules. Ces collisions devenaient de plus en plus fréquentes, ce qui provoquait une agitation croissante de la matière et une élévation de la température. Ce réchauffement progressif a conduit à la formation du proto-Soleil, une région centrale de plus en plus dense et chaude, où les conditions ont fini par permettre la production d'énergie thermique par compression et agitation des atomes.

Finalement, la pression et la température résultant de la contraction du gaz et des particules à l'intérieur de la nébuleuse solaire atteignirent un point où le nouveau proto-Soleil pouvait « s'allumer » et commencer à briller.

# 1.1 FUSION NUCLEAIRE DANS LE SOLEIL

## 1.1.1 Cycle proton-proton (principal mécanisme de fusion)

Le cycle proton-proton est le principal mécanisme de fusion nucléaire au cœur du Soleil. Il permet la conversion de l'hydrogène en hélium, libérant une grande quantité d'énergie sous forme de rayonnement. Chaque seconde, plusieurs millions de tonnes d'hydrogène sont ainsi transformées, maintenant la production d'énergie solaire. Ce processus est en cours depuis environ 4,6 milliards d'années et se poursuivra tant que les réserves d'hydrogène du noyau resteront suffisantes.

Avec le temps, l'hydrogène disponible dans le noyau s'épuisera progressivement. Une fois cette phase terminée, le Soleil entrera dans une nouvelle étape de son évolution. Ses couches externes seront alors éjectées dans l'espace, formant une nébuleuse planétaire, tandis que le noyau central se contractera pour devenir une naine blanche. Ce scénario marque la fin du cycle de vie du Soleil tel que nous le connaissons. Toutefois, selon les estimations actuelles, cette transformation ne se produira pas avant environ 5 milliards d'années. (Iliadis, 2007)

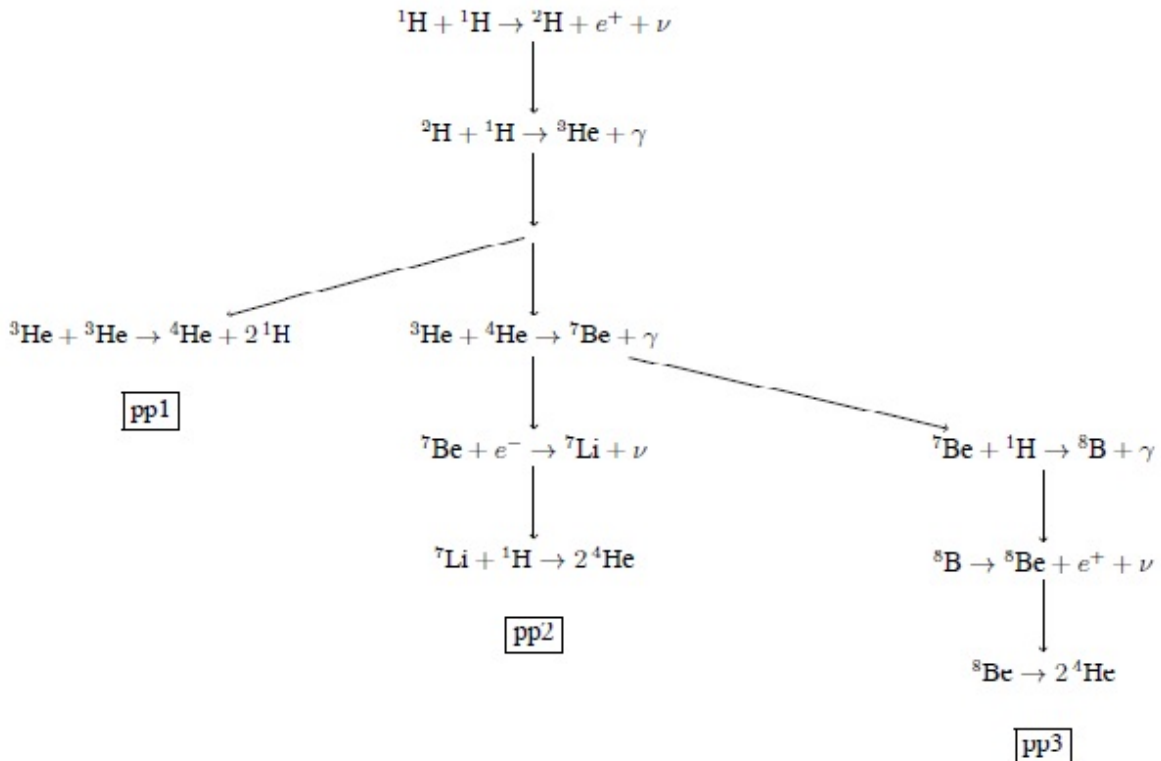


Fig. 1.1 : Les trois branches de la chaîne proton-proton

La première réaction de la chaîne p-p est :  $\text{H} + \text{H} \rightarrow {}^2\text{H} + e^+ + \nu$

ou  $p + p \rightarrow D + e^+ + \nu$  Cette réaction implique la désintégration  $\beta$  lors de l'interaction nucléaire faible.

Après la production du deutérium, il réagit rapidement avec un autre proton pour former  ${}^3\text{He}$ . Ensuite, trois branches différentes sont possibles pour compléter la chaîne vers  ${}^4\text{He}$ .

La branche pp1 nécessite deux noyaux d'hélium-3, donc les deux premières réactions de la chaîne doivent se produire deux fois. La branche alternative pp2 nécessite seulement un noyau d'hélium-3 et un noyau d'hélium-4 déjà existant (soit présent à l'origine, soit produit précédemment par la combustion d'hydrogène). Le noyau de béryllium-7 résultant peut soit capturer un électron, soit fusionner avec un autre proton, donnant lieu à une deuxième bifurcation vers pp2 ou une nouvelle branche pp3 (voir figure 1.1).

## 1.1.2 Equilibre hydrostatique

Pour comprendre l'évolution stellaire, nous remarquons d'abord que la plupart des étoiles se trouvent dans des phases évolutives si longues qu'aucun changement significatif de leurs propriétés globales ne peut être observé directement. En effet, pendant la majeure partie de leur vie, les étoiles sont en équilibre hydrostatique. Cela implique que toutes les forces agissant sur un élément donné de l'étoile se compensent mutuellement. Pour empêcher la force gravitationnelle d'accélérer un élément de masse vers le centre, une force de même intensité absolue doit agir vers l'extérieur. Cette force est due à la pression et, plus précisément, au gradient de pression présent à l'intérieur des étoiles (Böhm-Vitense, 1989).

L'équation exprimant l'équilibre hydrostatique d'une étoile peut être dérivée simplement en considérant une fine couche sphérique entre un rayon  $r$  et  $r + dr$ , avec des pressions  $P$  et  $P + dP$  respectivement. La différence de pression  $dP$  entre  $r$  et  $r + dr$  est alors équilibrée par la gravitation telle que :

$$dP = -\rho g dr \quad (1.1)$$

où  $\rho$  est la densité de masse volumique du gaz stellaire et  $g$  l'intensité du champ gravitationnel dirigé vers le centre. En définissant  $M_r$  comme la masse totale à l'intérieur du rayon  $r$ , la loi de la gravitation de Newton donne  $g = \frac{GM_r}{r^2}$ , d'où :

$$\frac{dP}{dr} = -\frac{GM_r \rho}{r^2} \quad (1.2)$$

La seconde équation fondamentale concerne la variation de masse à l'intérieur d'une étoile et est directement liée à la conservation de la masse (Böhm-Vitense, 1989). En symétrie sphérique, la variation de masse  $M_r$  contenue dans une sphère de rayon  $r$  est donnée par :

$$dM_r(r, t) = 4\pi r^2 \rho dr = 4\pi r^2 \rho v dt \quad (1.3)$$

Le premier terme du membre droit correspond au changement de masse dû à une variation

du rayon  $r$  à un instant  $t$ , tandis que le second représente le flux de masse hors de la sphère de rayon  $r$  dû à un mouvement de vitesse  $v$ . À l'équilibre, cette vitesse  $v$  est nulle, ce qui donne :

$$\frac{dM_r}{dr} = 4\pi r^2 \rho \quad (1.4)$$

La luminosité (énergie totale rayonnée par unité de temps) de l'étoile est une conséquence directe de l'équilibre hydrostatique : les étoiles évoluent parce qu'elles perdent de l'énergie pour contrer la force gravitationnelle et atteindre l'équilibre hydrostatique. Les sources de cette énergie stellaire influenceront directement l'évolution de l'étoile et la durée des diverses phases évolutives.

### 1.1.3 Production et libération d'énergie sous forme de rayonnement

La contraction gravitationnelle est une source majeure d'énergie stellaire. Par une contraction globale, une étoile peut effectivement extraire directement l'énergie du potentiel gravitationnel. Inversement, une expansion de l'étoile entraîne une absorption d'énergie et une diminution de sa luminosité. Cette production d'énergie se produit selon une échelle temporelle caractéristique appelée temps de Kelvin-Helmholtz  $t_{KH}$ . Ce temps caractéristique peut être calculé simplement à partir de principes physiques élémentaires : l'énergie gravitationnelle globale  $E_{grav}$  d'une étoile de masse  $M$  et de rayon  $R$  est donnée par  $E_{grav} = -\theta \frac{GM^2}{R}$  (avec  $\theta = 3/5$  pour une densité constante) (Bahcall, 1989). L'étoile peut alors produire une luminosité moyenne  $L$  en puisant dans son énergie gravitationnelle pendant une durée donnée par le rapport de cette énergie à la production d'énergie par seconde :

$$t_{KH} = \frac{E_{grav}}{L} \approx \frac{GM^2}{RL} \quad (1.5)$$

Pour le Soleil, cela donne une valeur typique d'environ  $3 \times 10^7$  années. Cette durée de quelques dizaines de millions d'années est trop courte pour correspondre aux connaissances sur l'histoire passée de la Terre, indiquant l'existence d'une autre source principale d'énergie stellaire.

En plus de la contraction gravitationnelle, une étoile peut produire de l'énergie par des réactions thermonucléaires dans ses couches centrales, où les conditions de température et de densité nécessaires sont réunies. L'échelle temporelle de production d'énergie via les réactions nucléaires peut être estimée pour la phase de combustion de l'hydrogène (la plus longue phase évolutive), où quatre protons fusionnent en un noyau d'hélium avec un défaut de masse relatif d'environ 0,007. Cela signifie que 1000 g d'hydrogène se transforment en 993 g d'hélium, libérant  $E = Mc^2$ . Le temps caractéristique associé s'exprime par le rapport entre l'énergie

totale produite et la luminosité stellaire :

$$\tau_H \approx 0.007 \frac{q_c M c^2}{L} \quad (1.6)$$

Pour le Soleil (avec  $q_c = 0.1$  qui représente la fraction de masse du Soleil ou se produit les réactions thermo-nucléaires), cette estimation donne environ 10 milliards d'années, en accord avec l'âge estimé de la Terre (Bahcall, 1989).

Ces estimations très simples des échelles temporelles caractéristiques pour la production d'énergie stellaire montrent que les réactions nucléaires sont d'une grande importance pour comprendre comment une étoile peut briller pendant de longues durées. L'énergie nucléaire n'est cependant pas absolument nécessaire pour expliquer les luminosités stellaires observées, puisqu'une étoile peut briller même sans réactions nucléaires dans son cœur (mais uniquement sur des échelles temporelles limitées) grâce à la production d'énergie par contraction gravitationnelle.

## 1.2 STRUCTURE DU SOLEIL

Avec une masse 330 000 fois supérieure à celle de la Terre ( $5.97 \times 10^{24}$ kg) et un volume 1,3 million de fois plus grand (le volume de la Terre est de  $1.08321 \times 10^{12}$ km<sup>3</sup>, le Soleil est une immense sphère de gaz incroyablement chaud. À lui seul, il représente 99.8 % de la masse totale du système solaire. La Terre reçoit environ  $1.743 \times 10^{17}$ W, soit 1367W/m<sup>2</sup>, de la radiation totale émise, qui est d'environ  $4 \times 10^{26}$ W, ou  $2.6 \times 10^8$ W/m<sup>2</sup>. Le tableau 1.1 présente les caractéristiques importante du Soleil

Propriété	Valeur
Rayon moyen	$6.96 \times 10^5$ km
Masse	$1.989 \times 10^{30}$ kg
Température de surface	5778 K
Température du noyau	$1.57 \times 10^7$ K
Luminosité	$3.828 \times 10^{26}$ W
Accélération gravitationnelle à la surface	274 m/s <sup>2</sup>
Période de rotation (équateur)	25.05 jours
Période de rotation (pôles)	35 jours
Métallicité ( $Z$ )	0.0134
Type spectral	G2V
Distance moyenne de la Terre	$1.496 \times 10^8$ km
Flux solaire constant (Terre)	1361 W/m <sup>2</sup>
Champ magnétique moyen	1 Gauss

Tab. 1.1 : Propriétés fondamentales du Soleil

Il est évident qu'on ne peut pas observer directement la structure interne du Soleil, et en raison de sa nature radio-opaque, aucun instrument visuel n'est capable de révéler sa com-

position intérieure. Tout comme la sismologie, qui détermine la structure interne de la Terre en analysant les ondes générées par les tremblements de terre, l'héliosismologie fait appel à l'utilisation des pulsations solaires pour évaluer et représenter de manière indirecte la structure interne du Soleil. L'outil théorique de la simulation informatique est également utilisé pour explorer les couches les plus profondes.

Le Soleil possède six régions ou couches (figure 1.2). En s'éloignant du centre, on rencontre d'abord le noyau, où l'hydrogène est converti en hélium par le biais de la fusion nucléaire. Ensuite, se trouve la zone radiative, qui occupe environ 40% du rayon solaire. Après cela, nous avons la zone convective, où l'énergie produite dans le noyau est transférée par des mouvements de matière, des cellules convectives et des ondes. Puis vient la photosphère, située à la surface visible du Soleil, au-dessus de laquelle se trouvent la chromosphère et la couronne, qui ne peuvent être observées que lors des éclipses solaires.(Sparrow, 2013)

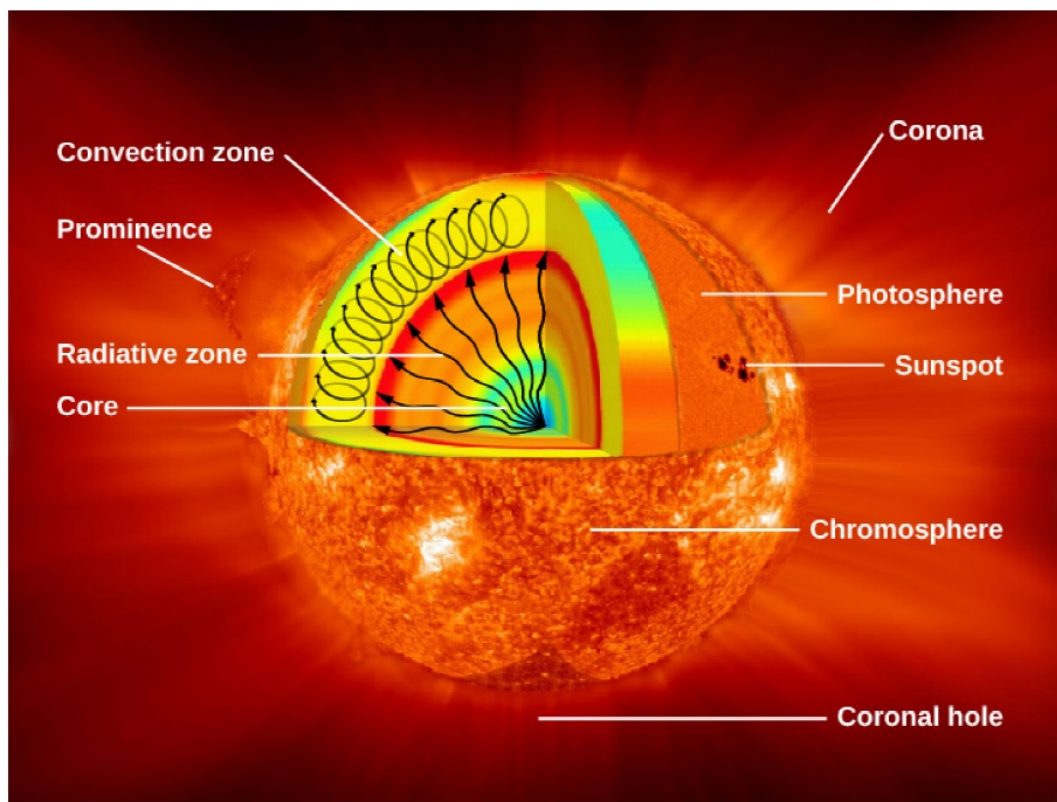


Fig. 1.2 : Structure de notre Soleil (credit : NASA/Goddard)

### 1.2.1 Noyau

Le noyau du Soleil est une masse extrêmement chaude et dense de noyaux atomiques et d'électrons. Sa température est d'environ 15 millions de Kelvin, et il est considéré comme étant environ 150 fois plus dense que l'eau. La pression y est énorme. Normalement, les pro-

tons dans les noyaux atomiques se repoussent en raison de leur charge électrique identique. Cependant, sous la grande densité et la pression dans le noyau du Soleil, les noyaux peuvent entrer en collision et fusionner pour former de nouveaux noyaux plus lourds. Ce processus est un type de réaction thermonucléaire appelé réaction de fusion.

Le Soleil émet la même quantité d'énergie en une seconde que ce que la Terre produirait à son rythme actuel durant plus de 900 000 ans (Sparrow, 2013).

### **1.2.2 Zone radiative**

Le transport de l'énergie depuis le noyau du Soleil (où elle est produite) vers les régions qui l'entourent peut se faire par transfert par radiation. C'est ainsi qu'elle voyage du centre du Soleil vers les régions extérieures, d'où le nom de «zone radiative». À travers cette zone de l'intérieur solaire, l'énergie (sous forme de radiation) est transmise par son interaction avec les particules environnantes. Certains atomes peuvent rester intacts dans la zone radiative, car la température y est légèrement plus fraîche que dans le noyau. Ces particules sont capables d'absorber de l'énergie, de la stocker pendant un court laps de temps, puis de libérer cette énergie sous forme de nouvelle radiation. De cette manière, l'énergie générée dans le noyau est transférée d'un atome à un autre, suivant un chemin ascendant à travers la zone radiative (Sparrow, 2013).

### **1.2.3 Zone de convection**

Le transport de l'énergie qui est initialement créée dans le noyau nécessite un autre mécanisme de transport pour poursuivre son passage vers la surface du Soleil une fois qu'elle est sortie de la zone radiative. Cela est nécessaire car la température est relativement plus froide à l'extérieur de la zone radiative (2 millions de degrés Kelvin contre 5 millions dans la zone radiative). Les atomes absorberont l'énergie beaucoup plus facilement à cette température, mais ils ne la libèrent pas aussi facilement car leur environnement est froid et dense. Par conséquent, le transfert d'énergie par rayonnement ralentit considérablement. Les atomes sont chauffés en absorbant l'énergie et montent à travers la zone de convection, apportant cette énergie (chaleur) vers la surface (Sparrow, 2013).

### **1.2.4 Photosphère**

L'air terrestre est généralement transparent. Mais par temps de pollution dans de nombreuses villes, il peut devenir opaque, ce qui nous empêche de voir à travers lui au-delà d'un certain point. Il en va de même pour le Soleil. Son atmosphère extérieure est transparente, ce qui nous permet de voir à travers elle sur une courte distance. Mais lorsque nous essayons de regarder à travers l'atmosphère plus profondément dans le Soleil, notre vue est bloquée. La photosphère est la couche où le Soleil devient opaque et marque la limite au-delà de laquelle

nous ne pouvons pas voir. L'énergie qui émerge de la photosphère a été générée à l'origine dans les profondeurs du Soleil. Cette énergie se présente sous la forme de photons, qui se dirigent lentement vers la surface solaire. À l'extérieur du Soleil, nous ne pouvons observer que les photons qui sont émis dans la photosphère solaire, où la densité des atomes est suffisamment faible pour que les photons puissent finalement s'échapper du Soleil sans entrer en collision avec un autre atome ou ion. Les photons qui se dirigent vers le Soleil se heurtent constamment à des atomes, changent de direction, se dirigent lentement vers l'extérieur et ne deviennent visibles que lorsqu'ils atteignent l'atmosphère du Soleil, où la densité des atomes est trop faible pour bloquer leur progression vers l'extérieur.

Les astronomes ont constaté que l'atmosphère solaire passe d'une transparence presque parfaite à une opacité presque totale sur une distance d'un peu plus de 400 kilomètres ; c'est cette fine région que nous appelons la photosphère, un mot qui vient du grec et qui signifie « sphère de lumière ». Lorsque les astronomes parlent du « diamètre » du Soleil, ils font référence à la taille de la région entourée par la photosphère.

La photosphère n'est nette que de loin. Si vous tombiez dans le Soleil, vous ne sentiriez aucune surface, mais simplement une augmentation progressive de la densité du gaz qui vous entoure. C'est à peu près la même chose que de tomber à travers un nuage lors d'un saut en parachute. De loin, le nuage semble avoir une surface tranchante, mais vous ne sentez pas de surface lorsque vous tombez dedans. (Une grande différence entre ces deux scénarios, cependant, est la température. Le Soleil est si chaud que vous seriez vaporisé bien avant d'atteindre la photosphère. Le saut en parachute dans l'atmosphère terrestre est beaucoup plus sûr).

Notons que l'atmosphère du Soleil n'est pas une couche très dense comparée à l'air de la pièce où vous lisez ce texte. En un point typique de la photosphère, la pression est inférieure à 10 % de la pression terrestre au niveau de la mer, et la densité est d'environ un dix millième de la densité atmosphérique terrestre au niveau de la mer.

Les observations faites à l'aide de télescopes montrent que la photosphère a un aspect tacheté, ressemblant à des grains de riz renversés sur une nappe sombre ou sur une casserole de flocons d'avoine bouillants. Cette structure de la photosphère est appelée granulation. Les granules, qui ont généralement un diamètre de 700 à 1000 kilomètres, apparaissent comme des zones brillantes entourées de régions étroites et plus sombres (plus froides). La durée de vie d'un granule individuel n'est que de 5 à 10 minutes. Les supergranules, encore plus grands, mesurent environ 35 000 kilomètres de diamètre (soit la taille de deux Terres) et durent environ 24 heures.

Les mouvements des granules peuvent être étudiés en examinant les décalages Doppler dans les spectres des gaz situés juste au-dessus d'eux (voir L'effet Doppler). Les granules

brillants sont des colonnes de gaz plus chauds qui s'élèvent à des vitesses de 2 à 3 kilomètres par seconde depuis le dessous de la photosphère. Lorsque ce gaz ascendant atteint la photosphère, il s'étale, se refroidit et s'enfonce à nouveau dans les régions plus sombres situées entre les granules. Les mesures montrent que les centres des granules sont plus chauds que les régions intergranulaires de 50 à 100 K.

### **1.2.5 Chromosphère**

Les gaz externes du Soleil s'étendent bien au-delà de la photosphère. Parce qu'elles sont transparentes à la plupart des radiations visibles et qu'elles n'émettent qu'une faible quantité de lumière, ces couches extérieures sont difficiles à observer. La région de l'atmosphère du Soleil qui se trouve immédiatement au-dessus de la photosphère est appelée chromosphère. Jusqu'à ce siècle, la chromosphère n'était visible que lorsque la photosphère était cachée par la Lune lors d'une éclipse solaire totale. Au XVIIe siècle, plusieurs observateurs ont décrit ce qui leur est apparu comme une étroite « traînée » ou « bordure » rouge autour du bord de la Lune pendant un bref instant après que la photosphère du Soleil ait été recouverte. Le nom de chromosphère, du grec « sphère colorée », a été donné à cette traînée rouge.

Les observations effectuées lors des éclipses montrent que la chromosphère a une épaisseur d'environ 2 000 à 3 000 kilomètres et que son spectre est constitué de raies d'émission brillantes, ce qui indique que cette couche est composée de gaz chauds émettant de la lumière à des longueurs d'onde discrètes. La couleur rougeâtre de la chromosphère provient de l'une des raies d'émission les plus intenses de la partie visible de son spectre, la raie rouge brillante causée par l'hydrogène, l'élément qui, comme nous l'avons déjà vu, domine la composition du Soleil.

La température de la chromosphère est d'environ 10 000 K. Cela signifie que la chromosphère est plus chaude que la photosphère, ce qui peut paraître surprenant. Dans toutes les situations que nous connaissons, les températures diminuent à mesure que l'on s'éloigne de la source de chaleur, et la chromosphère est plus éloignée du centre du Soleil que la photosphère (Sparrow, 2013).

### **1.2.6 Région de transition**

L'augmentation de la température ne s'arrête pas à la chromosphère. Au-dessus d'elle se trouve une région de l'atmosphère solaire où la température passe de 10 000 K (typique de la chromosphère) à près d'un million de degrés. La partie la plus chaude de l'atmosphère solaire, dont la température atteint ou dépasse le million de degrés, est appelée couronne. La partie du Soleil où se produit l'augmentation rapide de la température est appelée, à juste titre, la région de transition. Elle ne fait probablement que quelques dizaines de kilomètres d'épaisseur. La figure 1.3 résume la façon dont la température de l'atmosphère solaire évolue de la photosphère vers l'extérieur.

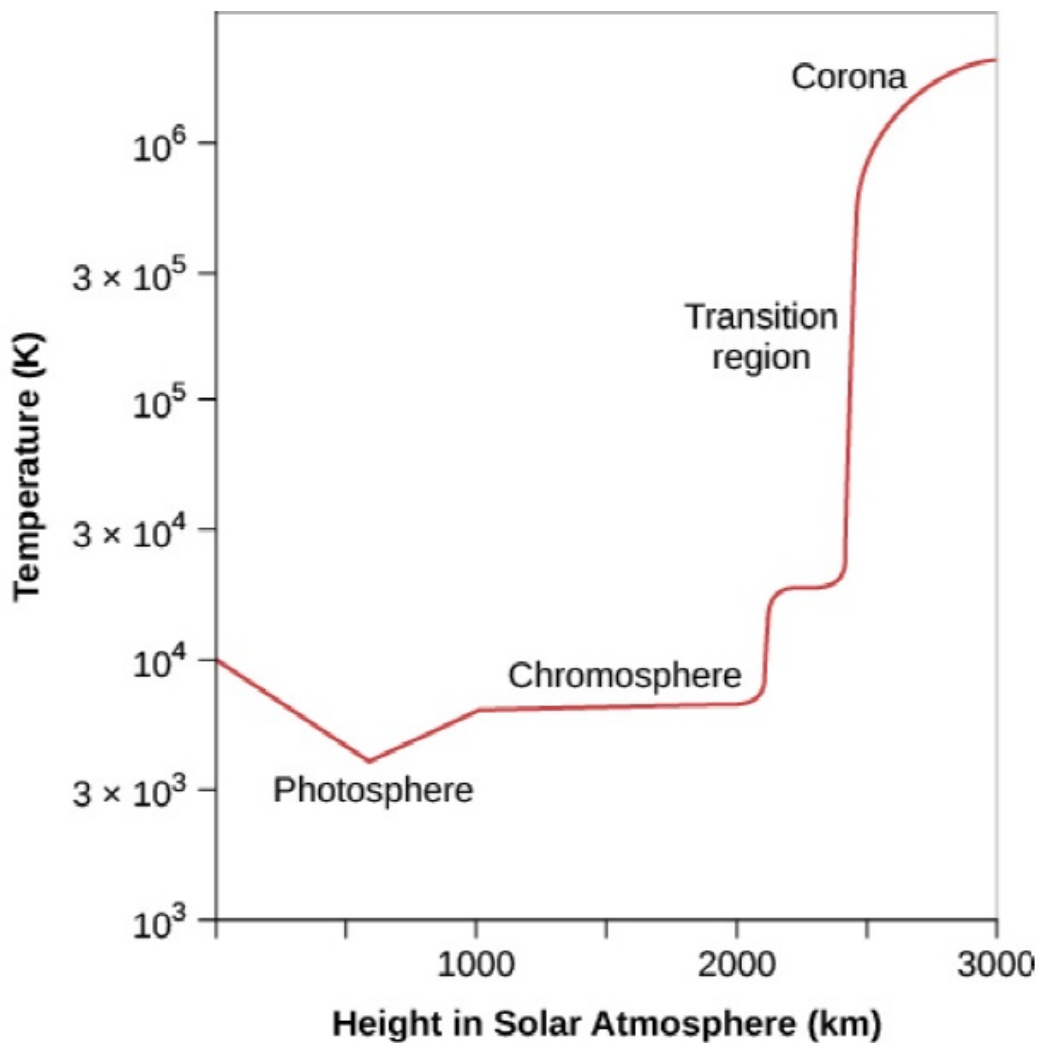


Fig. 1.3 : Températures dans l’atmosphère solaire. Sur ce graphique, la température augmente vers le haut et la hauteur au-dessus de la photosphère augmente vers la droite. Notez l’augmentation très rapide de la température sur une très courte distance dans la région de transition entre la chromosphère et la couronne. (credit : NASA)

### 1.2.7 Couronne

La partie la plus externe de l’atmosphère du Soleil est appelée couronne. Comme la chromosphère, la couronne a été observée pour la première fois lors d’éclipses totales. Contrairement à la chromosphère, la couronne est connue depuis plusieurs siècles : elle a été mentionnée par l’historien romain Plutarque et a été discutée en détail par Kepler. La couronne s’étend sur des millions de kilomètres au-dessus de la photosphère et émet environ la moitié de la lumière de la pleine lune. La raison pour laquelle nous ne voyons pas cette lumière avant une éclipse est la brillance écrasante de la photosphère. Tout comme les lumières brillantes des villes empêchent de voir la faible lumière des étoiles, la lumière intense de la photosphère masque la faible lumière de la couronne. Bien que le meilleur moment pour voir la couronne depuis la Terre soit lors d’une éclipse solaire totale, elle peut être facilement observée à partir

d'engins spatiaux en orbite. Ses parties les plus lumineuses peuvent désormais être photographiées à l'aide d'un instrument spécial, le coronographe, qui élimine l'éblouissement du Soleil de l'image à l'aide d'un disque d'occultation (un morceau de matériau circulaire placé juste devant le Soleil).

L'étude de son spectre montre que la couronne est très peu dense. Au fond de la couronne, il n'y a qu'environ  $10^9$  atomes par centimètre cube, contre environ  $10^{16}$  atomes par centimètre cube dans la partie supérieure de la photosphère et  $10^{19}$  molécules par centimètre cube au niveau de la mer dans l'atmosphère terrestre. La couronne s'amincit très rapidement en altitude, où elle correspond à un vide poussé selon les normes des laboratoires terrestres. La couronne s'étend si loin dans l'espace - bien au-delà de la Terre - qu'ici, sur notre planète, nous vivons techniquement dans l'atmosphère du Soleil.

### **1.3 MAGNETISME SOLAIRE**

Le magnétisme d'une étoile joue un rôle significatif tout au long de sa vie. Dès ses premières phases, les champs magnétiques interviennent dans l'effondrement des nuages moléculaires et guident l'accrétion à partir d'un disque protoplanétaire. Pendant la séquence principale, ils régulent le ralentissement de la rotation de l'étoile grâce aux vents stellaires. Plus tard, au cours de son évolution, ils transportent le moment angulaire, influençant la rotation interne de l'étoile et son destin final. Tout au long de sa vie, ces champs magnétiques entraînent une activité à la surface et à l'intérieur de l'étoile, façonnant les processus stellaires à grande échelle.

Le champ magnétique solaire prend son origine dans les mouvements dynamiques du plasma à l'intérieur du Soleil, alimentés par les processus physiques de ses couches internes. Au cœur du Soleil, les réactions nucléaires génèrent une quantité immense d'énergie qui se propage vers la surface.

La rotation du Soleil n'est pas uniforme : sa vitesse est plus rapide à l'équateur qu'aux pôles, un phénomène connu sous le nom de rotation différentielle. Cette rotation différentielle étire les lignes de champ magnétique primordiales initialement faibles et les transforme en champs magnétiques plus intenses et complexes. Parallèlement, les mouvements ascendants et descendants du plasma dans la zone convective génèrent des boucles et des torsions dans les lignes magnétiques, renforçant encore leur intensité. Ce processus cyclique crée et régénère constamment le champ magnétique solaire, alternant entre des configurations dipolaires globales et des structures plus complexes.

Il est très satisfaisant de noter que la découverte du magnétisme solaire a été réalisée grâce au nouvel instrument, le spectrohéliographe, inventé et développé par George Ellery Hale vers 1891 (Hale, 1891). Grâce à cet instrument Hale a publié un papier sur les taches solaires (Hale,

1908), où il a utilisé la résolution spectrale et d'imagerie de son instrument au Telescope Mont Wilson pour détecter le fractionnement Zeeman dans un certain nombre de lignes spectrales des taches solaires qui ne pouvaient être dues qu'à la présence de champs magnétiques forts.

Une dizaine d'années après la découverte de Hale qui stipulent que les taches solaires possèdent des champs magnétiques, Hale a publié avec Ellerman, Nicholson et Joy un article sur "La polarité magnétique des taches solaires" (Hale et al., 1919). Cet article rapportait l'inversion de polarité des taches solaires au cours du cycle d'activité de 11 ans ainsi que l'existence de polarités opposées dans les groupes de taches solaires bipolaires. Ceci a été confirmé par une étude plus approfondie de Hale and Nicholson (1925). Ainsi, en tenant compte de l'inversion de polarité, le cycle magnétique solaire est d'environ 22 ans.

Les travaux qui ont abouti à ce que l'on appelle aujourd'hui simplement la loi de Hale et Joy sont décrits de manière très détaillée dans (Hale et al., 1919). L'étude était basée sur 970 taches solaires observées au cours des années 1915-1917. Une classification magnétique très détaillée des taches solaires a été établie, une classification qui est principalement descriptive et qui s'étend sur une très large gamme d'arrangements possibles de polarité magnétique dans les groupes de taches solaires. Les détails ont fourni beaucoup de matière première pour l'étude ultérieure des taches solaires, bien que les résultats clés, connus aujourd'hui comme les lois de Hale et Joy sur les taches solaires, soient issus de ce travail. La figure 1.4 illustre ces deux lois de manière explicite.

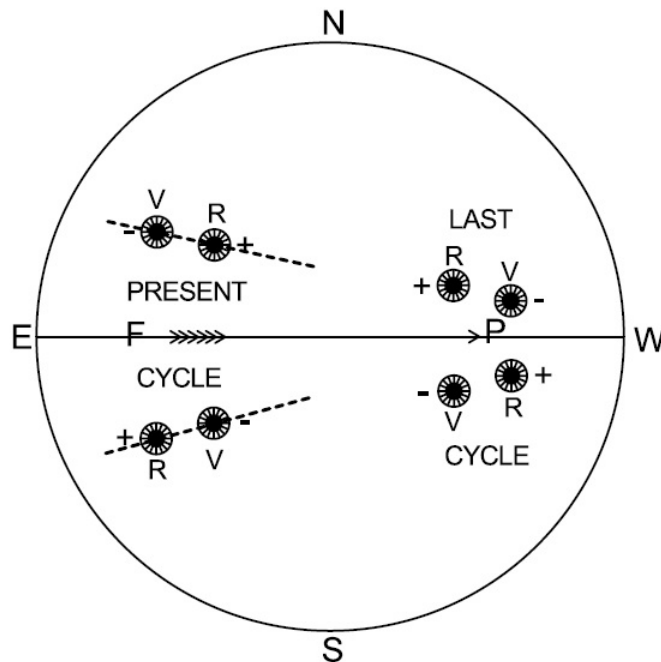


Fig. 1.4 : Schéma illustrant les lois de Hale et de Joy sur les taches solaires (Balogh and Thompson, 2009).

La loi de Hale stipule que les polarités dans les taches solaires bipolaires sont toujours ordonnées de telle sorte que la tache précédente a une polarité dans l'hémisphère sud, et l'opposée dans l'hémisphère nord ; de même, les taches suivantes (qui ont une polarité opposée à celle des taches précédentes) ont aussi des polarités opposées dans les deux hémisphères. Cependant, l'ordre des polarités dans les groupes bipolaires change d'un hémisphère à l'autre entre les cycles solaires. Cela signifie que les groupes bipolaires apparaissant à des latitudes plus élevées au début du nouveau cycle ont un ordre de polarité opposé à celui des derniers groupes bipolaires (proches de l'équateur, mais toujours dans le même hémisphère) du cycle précédent. La loi de Joy stipule que la tache précédente dans un groupe bipolaire est plus proche de l'équateur solaire dans les deux hémisphères.

### **1.3.1 Phénomènes d'activité solaire**

La compréhension de phénomènes solaires complexes tels que les taches solaires, les boucles coronales et les éruptions solaires nécessite une connaissance du champ magnétique solaire. Bien que le champ magnétique soit bien mesuré dans la photosphère grâce à l'effet Zeeman, nos connaissances sur le champ dans la couronne sont limitées.

#### **Taches solaires**

Il est évident que les taches solaires soient la manifestation la plus anciennement identifiée de la variabilité solaire, et à présent de l'activité magnétique solaire. Ces régions de gaz/plasma relativement froides à la surface du Soleil résultent de la suppression du transport convectif de chaleur par des champs magnétiques intenses générés dans la zone de convection solaire. Le cycle d'apparition des taches solaires, qui dure approximativement 11 ans, s'accompagne d'une migration des nouvelles taches du milieu vers l'équateur solaire. Ces deux caractéristiques représentent la variabilité solaire, bien que la gamme des indicateurs utilisés pour caractériser les changements temporels du Soleil soit extrêmement vaste.

Les taches solaires (figure 1.5) sont des structures magnétiques qui apparaissent sombres à la surface du Soleil. Chaque tache solaire est caractérisée par un noyau sombre, l'ombre, et un halo moins sombre, la pénombre. La présence d'une pénombre distingue les taches solaires des pores, généralement plus petits.

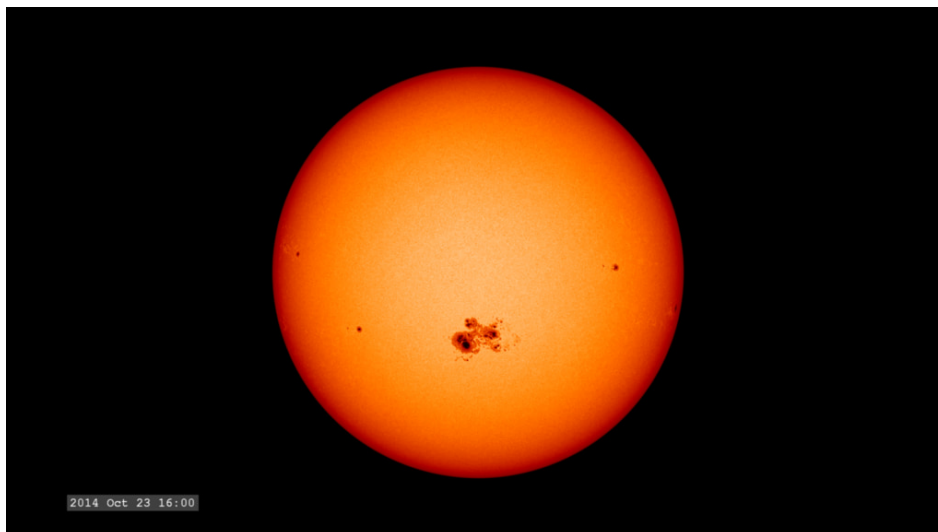


Fig. 1.5 : Une tache solaire du cycle solaire 24 (Credit : SDO)

Les taches solaires se situent toujours dans des régions actives à structure magnétique bipolaire, principalement concentrées dans les ceintures d'activité s'étendant jusqu'à  $30^\circ$  de part et d'autre de l'équateur solaire. Leur latitude évolue avec le cycle : apparues initialement vers  $40^\circ$  en début de cycle, elles migrent progressivement vers l'équateur au fil du temps.

La formation des taches solaires est étroitement liée à celle des régions actives dans leur ensemble. Les processus observés lors de l'émergence de ces régions ont été synthétisés par Zwaan(1985, 1992), complétés par les travaux de Brants(1985), Strous(1994). Lorsque le flux magnétique émerge progressivement, des pores individuels se forment. Les pores peuvent se fusionner pour former des taches solaires mais aussi l'évolution d'un seul pore peut former à lui seul une tache Solaire. (McIntosh, 1981).

### Éruptions solaires

D'une manière générale, une éruption solaire (voir figure 1.6) peut être définie comme une libération brutale d'énergie accumulée dans les champs magnétiques coronaux non potentiels (processus appelé **Reconnection Magnétique**). Lors des éruptions, le plasma coronal est chauffé jusqu'à  $\approx 4 \times 10^7$  K, les particules sont accélérées à des énergies relativistes, et des mouvements massifs violents ainsi que des ondes de choc magnétohydrodynamiques (MHD) sont déclenchés.

Une éruption solaire peut augmenter le rayonnement X mou et les émissions radio solaires de plus de 10 000 fois. L'énergie totale libérée varie d'environ  $10^{22}$  J pour les micro-éruptions à plus de  $10^{25}$  J pour les événements les plus puissants. Ce phénomène peut affecter des volumes coronaux dont les dimensions typiques vont de plusieurs milliers de kilomètres à plusieurs milliers de mégamètres, avec une durée allant de quelques secondes à plusieurs heures.

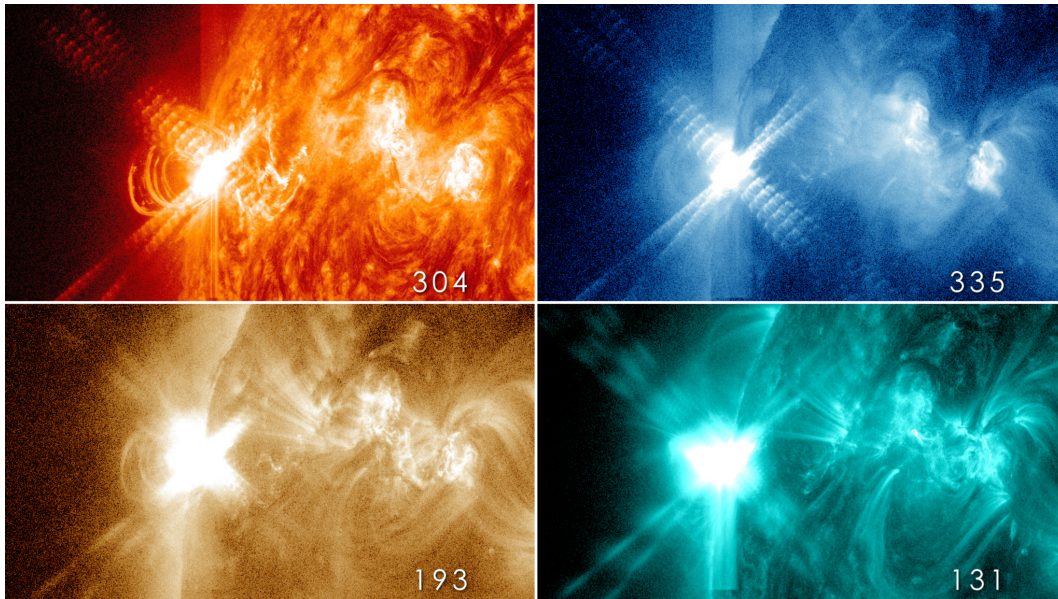
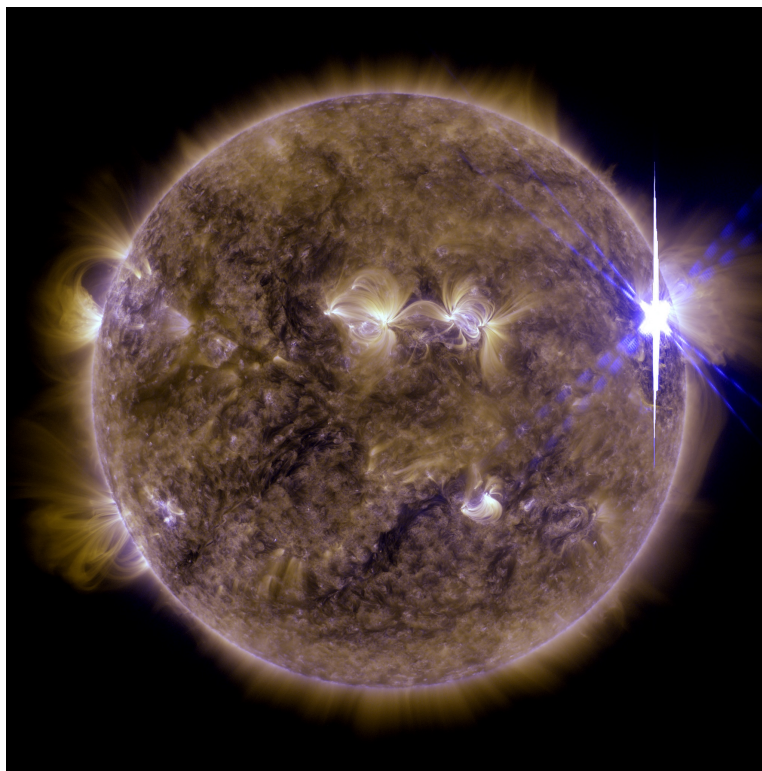
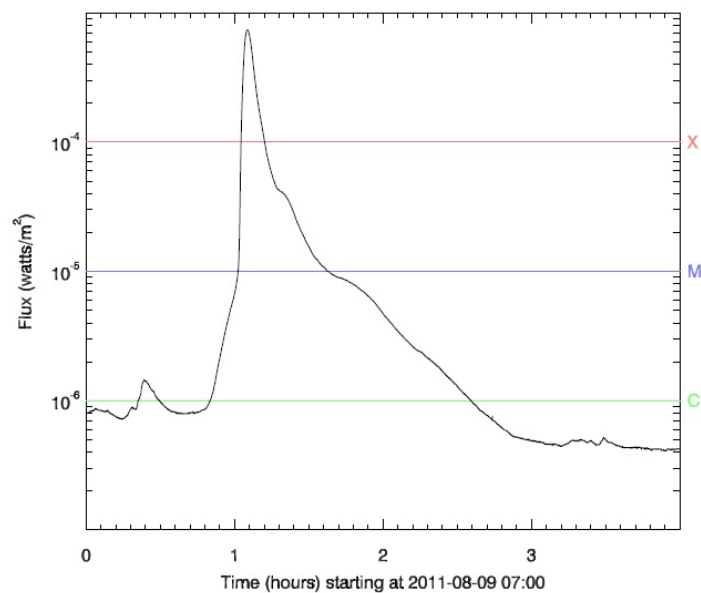


Fig. 1.6 : L'éruption solaire de classe X3.2 qui s'est produite le 14 mai 2013, capturée à quatre longueurs d'onde par le NAS Solar Dynamics Observatory (SDO) (credit : NASA)

Les éruptions solaires sont classées par ordre croissant en classes A, B, C, M et X, en fonction de leur flux maximal de rayons X dans la bande 1-8 Å, mesuré par GOES, les éruptions de classe X atteignant un pic de  $10^{-4} \text{ W m}^{-2}$  ou plus (figure 1.7b). La classification des éruptions solaires est une échelle de grandeur, de sorte qu'une éruption de classe X1.0 a un flux maximal dix fois supérieur à une éruption de classe M1.0, et cent fois supérieur à une éruption de classe C1.0. Le nombre d'éruptions varie en fonction du cycle solaire, mais en moyenne on observe entre 1 et 10 éruptions de classe X et entre 20 et 300 éruptions de classe M par an. Les éruptions solaires sont les événements les plus énergétiques du système solaire ; une grande éruption solaire de classe X peut émettre plus de  $2 \times 10^{32}$  erg d'énergie (Foukal 2013).



(a) L'éruption X6.9 du 9 août 2011 telle qu'observée par le Solar Dynamics Observatory (SDO) à 8h05 UT dans un mélange de lumière de 171 et 131 angströms (Crédit : NASA/GSFC/SDO).



(b) Flux de rayons X sur disque complet GOES 1-8 A sur une période de quatre heures montrant l'éruption X6,9.

Fig. 1.7 : Eruption X6,9 associée à AR11263, la plus grande éruption observée du cycle solaire 24.

## Éjections de masse coronale (CMEs)

Hundhausen(1997) a écrit qu'une éjection de masse coronale (CMEs) est «une expulsion massive de plasma d'une atmosphère, qui est, pour l'essentiel, liée par la gravité et le magnétisme» exprimant que l'existence des CMEs n'est pas une question triviale. Néanmoins, la masse et le champ magnétique quittent le Soleil lors de ces éruptions, et nous ne comprenons toujours pas exactement pourquoi.

Les éjections de masse coronale (CMEs) sont essentiellement des bulles de plasma magnétisé qui s'échappent du Soleil et s'étendent dans l'espace interplanétaire, comme illustré à la figure 1.8. Ces éruptions peuvent avoir de nombreux effets sur la Terre, pouvant potentiellement provoquer des tempêtes géomagnétiques et des événements de particules énergétiques solaires.

Les CMEs éjectent typiquement une masse comprise entre  $10^{11}$  et  $4 \times 10^{13}$  kg à des vitesses de plusieurs centaines à plusieurs milliers de kilomètres par seconde. L'angle d'ouverture des CMEs varie de seulement  $20^\circ$  jusqu'à  $360^\circ$ , et leur largeur moyenne est plus grande au maximum solaire qu'au minimum solaire. Les éjections de masse coronale peuvent transporter jusqu'à  $10^{32}$  erg d'énergie cinétique, ce qui est comparable à l'énergie radiative des éruptions solaires. La fréquence des CMEs dépend également du cycle solaire, avec moins d'une éjection par jour au minimum solaire et jusqu'à six par jour au maximum solaire (Priest, 2014).

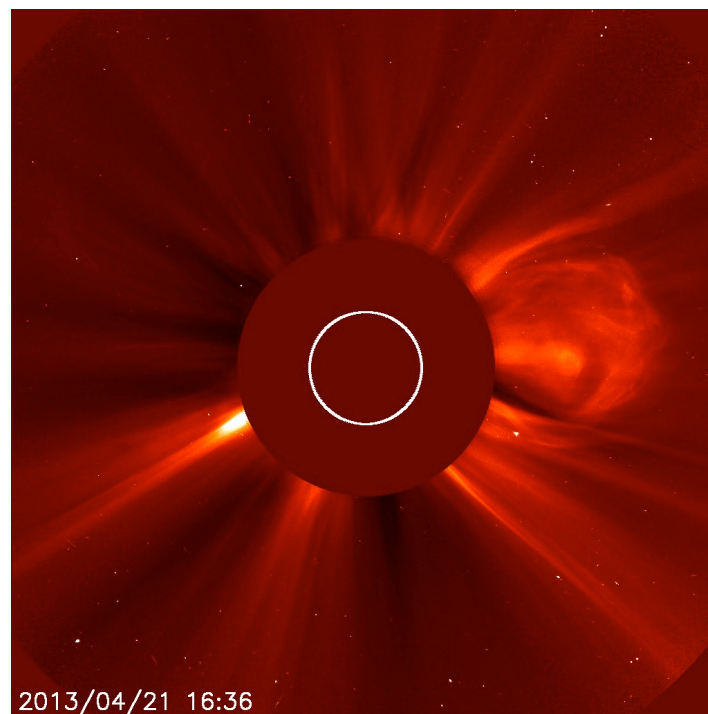


Fig. 1.8 : CMEs Dirigé Vers Mercure Capturé par SOHO de l'ESA/NASA le 21 Avril 2013. (Credit : ESA&NASA/SOHO)

Les CMEs typiques présentent une structure en trois parties : la partie frontale brillante,

la cavité sombre ou vide et le cœur, qui est la zone lumineuse et contient une proéminence éruptive. Cette structuration est mieux observée dans les CMEs qui éruptent près du limbe et sont vues de côté, tandis que les CMEs dirigées vers la Terre (ou à l'opposé) montrent principalement un écoulement et une luminosité coronale expansive autour du Soleil – ces dernières sont appelées CMEs halo (Howard et al., 1982).

### Protubérances Solaires

Les protubérances solaires (ou filaments) existent dans la couronne solaire et peuvent être décrites comme des régions de plasma froid et dense situées dans un environnement beaucoup plus chaud et ténu. Les protubérances ou filaments sont typiquement 100 fois plus denses et 100 fois plus froids que le plasma coronal environnant. Les **protubérance** sont observées au limbe solaire, souvent visible en émission  $H\alpha$ , tandis qu'un **filament** est vu sur le disque solaire en absorption  $H\alpha$  (voir figure 1.9). Durant les périodes de forte activité des taches solaires, les filaments solaires sont répartis largement, des latitudes équatoriales aux polaires. Ils font partie intégrante de la basse couronne solaire.

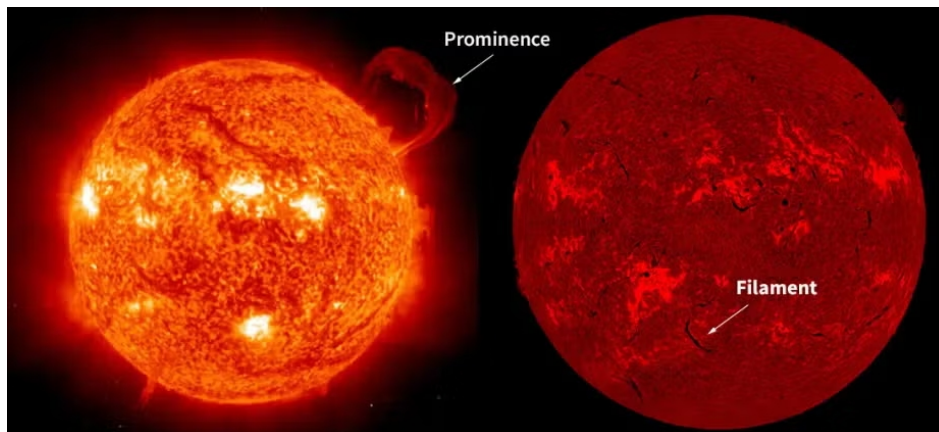


Fig. 1.9 : Une protubérance solaire (à gauche) apparaît brillante sur le fond sombre de l'espace, tandis qu'un filament solaire (à droite) apparaît sombre sur le Soleil lui-même, qui est plus lumineux. Les deux structures sont identiques mais apparaissent différentes en raison de l'angle sous lequel elles sont vues.

Credit : UCAR

Bien qu'ils soient fréquents, les lois physiques de base indiquent que, sous l'effet de la gravité, les protubérances devraient tomber vers la surface solaire et, par conduction thermique, se réchauffer. Étonnamment, ces structures restent globalement stables avec une durée de vie pouvant excéder une rotation solaire ( $\sim 27$  jours). Bien qu'elles puissent exister dans une configuration stable longtemps, elles présentent des structures à petite échelle ( $\sim 100$  km) en évolution rapide et une large gamme d'écoulements et d'oscillations. Les filaments et protubérances éruptent fréquemment vers l'extérieur du Soleil et peuvent être éjectés dans l'espace interplanétaire, devenant alors des éjections de masse coronale (CMEs) peuvent affecter di-

rectement la Terre et contribuent à la météo spatiale.

un filament se divise en deux parties : une partie basse piégée dans la photosphère et une partie supérieure dans la chromosphère détectable par les raies de l'hélium.

### 1.3.2 Cycle Solaire

Notre compréhension du Soleil s'est considérablement améliorée depuis l'avènement du télescope. Grâce à des observations persistantes des taches solaires, les astronomes ont reconnu que le nombre de taches solaires variait selon un cycle d'environ 11 ans (Hathaway, 2010), et les observations d'éclipses ont permis de découvrir la faible atmosphère extérieure, la couronne solaire. Les observations du Soleil ont évolué de manière spectaculaire au cours des 400 dernières années, et actuellement des instruments spatiaux tels que le Solar Dynamics Observatory (SDO) fournissent des observations en continu du Soleil dans une multitude de longueurs d'onde différentes. Il est également possible de mesurer le champ magnétique de surface du Soleil, ainsi que les écoulements plasmatiques à sa surface et même en son intérieur.

De nombreux phénomènes solaires sont de nature magnétique. Plusieurs caractéristiques du champ magnétique solaire indiquent un schéma sous-jacent — appelé cycle solaire — et donnent des indications sur la nature du champ magnétique (Priest, 2014). Les principales caractéristiques du cycle solaire sont les suivantes :

- Il existe un cycle d'environ 11 ans du nombre de taches solaires, avec un pic du nombre de taches au maximum solaire et un creux au minimum solaire. Le graphique inférieur de la figure 1.10 illustre le cycle solaire, suivi par la surface couverte par les taches solaires.
- Les taches solaires sont généralement limitées à des latitudes comprises entre  $\pm 35^\circ$ . Selon la loi de Spörer, les taches solaires ont tendance à apparaître plus près des pôles au minimum solaire, puis plus près de l'équateur à mesure que le cycle progresse vers son maximum, comme illustré dans le panneau supérieur de la figure 1.10.
- La polarité des pôles solaires s'inverse tous les 11 ans. Les taches précédentes de chaque hémisphère ont toutes la même polarité, et la polarité de ces taches précédentes s'inverse tous les 11 ans, ce qui implique un cycle magnétique sous-jacent de 22 ans. La polarité des taches précédentes dans chaque hémisphère est toujours opposée (par exemple, si les taches à polarité positive mènent dans l'hémisphère nord, les taches à polarité négative mènent dans l'hémisphère sud).

## DAILY SUNSPOT AREA AVERAGED OVER INDIVIDUAL SOLAR ROTATIONS

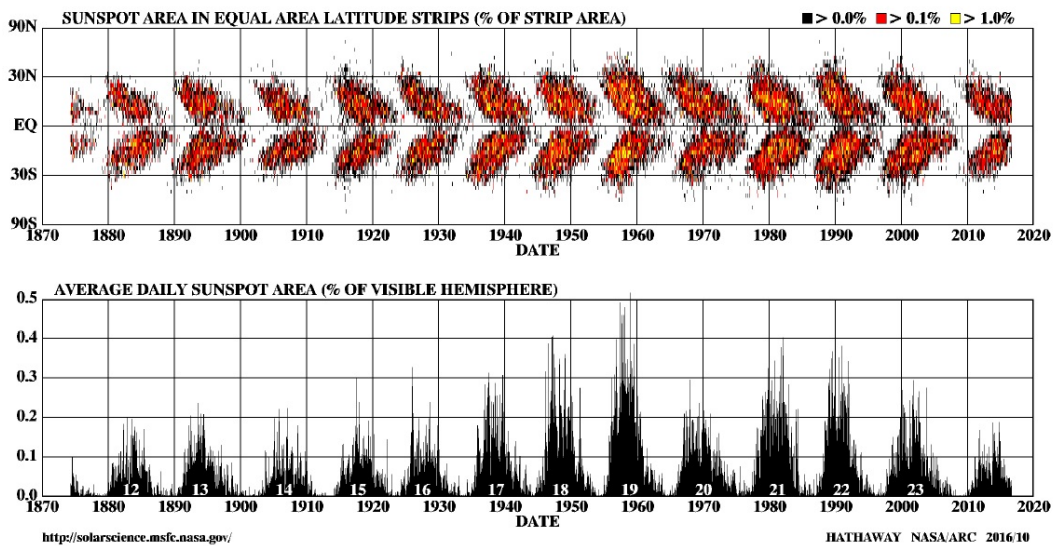


Fig. 1.10 : Haut : Le diagramme en forme de papillon. Il montre la variation de la latitude solaire en fonction du temps sur 13 cycles solaires. La couleur indique le pourcentage de la surface occupée par les taches solaires dans chaque bande de latitude. Bas : Surface des taches solaires en fonction du temps. La surface des taches solaires est utilisée comme indicateur de l'activité solaire et révèle le cycle solaire d'environ 11 ans (la surface des taches solaires est utilisée comme un analogue du nombre de taches solaires). (Crédit : NASA)

Le champ magnétique interne du Soleil, qui change en raison d'interactions complexes entre les mouvements du plasma à l'intérieur du noyau solaire, est la principale force à l'origine du cycle solaire. Le champ poloïdal et le champ toroïdal sont les deux principales composantes de ce champ magnétique. La composante du champ solaire où les lignes de champ magnétique vont d'un pôle à l'autre, comme la structure magnétique d'un barreau aimanté, est appelée champ poloïdal. Pendant le minimum solaire, lorsque le champ magnétique global est dipolaire et que l'activité du Soleil est relativement faible, ce champ est dominant.

La rotation différentielle du Soleil fait que les lignes du champ poloïdal s'enroulent et se déforment dans la direction azimutale au fur et à mesure que le cycle se poursuit. Ce processus, connu sous le nom d'effet  $\Omega$ , transforme le champ poloïdal en un champ toroïdal, où les lignes de champ s'enroulent autour du Soleil dans la direction est-ouest. Les taches solaires apparaissent lorsque la composante toroïdale devient plus forte. Le champ magnétique global du Soleil devient très complexe et déformé pendant le maximum solaire, lorsque le champ toroïdal atteint son point le plus fort. La dégénérescence et l'extension des régions actives contribuent alors à la création d'un nouveau champ poloïdal à polarité inversée par des mécanismes tels que le processus de Babcock-Leighton (dans les modèles de transport de flux de surface) ou l'effet  $\alpha$  (dans la théorie de la dynamo à champ moyen).

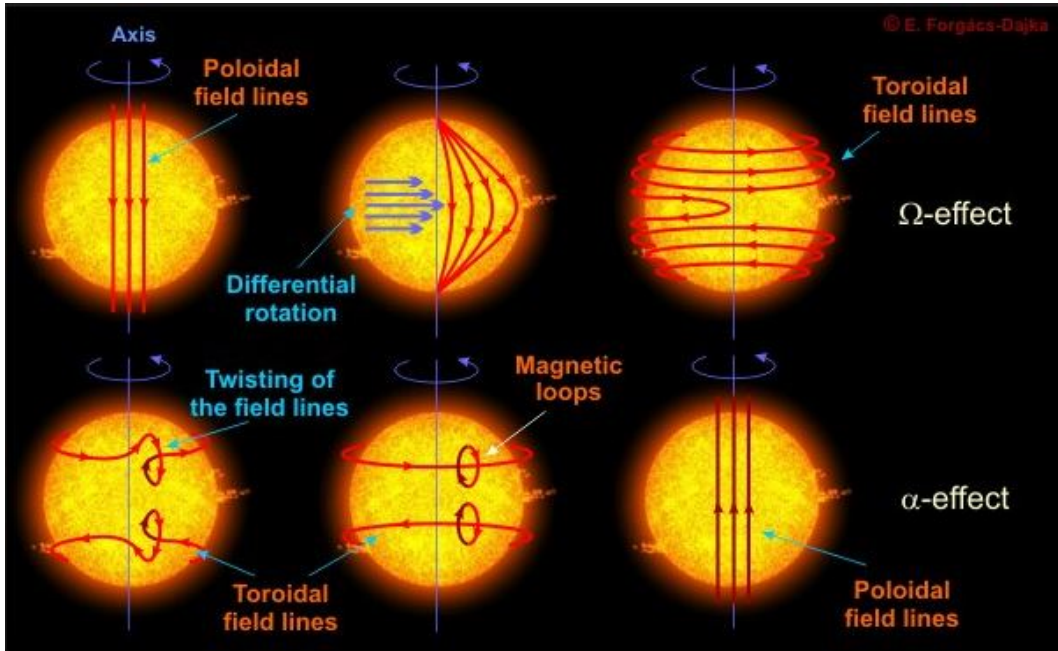


Fig. 1.11 : Les Effets  $\Omega$  et  $\alpha$ . (Crédit : E. F. Dajka)

Les pôles magnétiques du Soleil s'inversent tous les 22 ans, ce qui représente la moitié de ce cycle. Après un autre cycle de 11 ans, la structure magnétique reprend sa polarité initiale. Ainsi, la dynamo solaire fonctionnant dans la zone de convection maintient une transition constante entre les champs magnétiques poloïdaux et toroïdaux, ce qui se reflète dans le cycle solaire.

### 1.3.3 Caractéristiques individuelles d'un cycle solaire

Chaque cycle de taches solaires a ses propres caractéristiques. Beaucoup de ces caractéristiques sont partagées par d'autres cycles et fournissent des informations importantes pour les modèles du cycle d'activité solaire. On peut noter les caractéristiques importantes suivantes :

- Les dates et les valeurs des minima et maxima des cycles solaires sont cruciales pour l'étude de l'activité solaire, mais leur détermination est difficile en raison de la nature bruyante et variable de cette activité, qui présente des fluctuations significatives sur des échelles de temps plus courtes que le cycle de 11 ans. Waldmeier (1961) a établi une relation empirique stipulant que les cycles solaires avec des temps de montée plus courts ont tendance à présenter un nombre maximal de taches solaires plus élevé. Cette corrélation inverse est dans la plupart des cycles solaires enregistrés et elle est fréquemment utilisée pour anticiper l'activité solaire et tester les modèles de dynamo solaire.
- La période d'un cycle de taches solaires est définie comme le temps écoulé entre le minimum précédant son maximum et le minimum suivant son maximum (voir figure

1.12). Cela ne tient pas compte du fait que chaque cycle commence en réalité bien avant son minimum précédent et se poursuit après son minimum suivant.

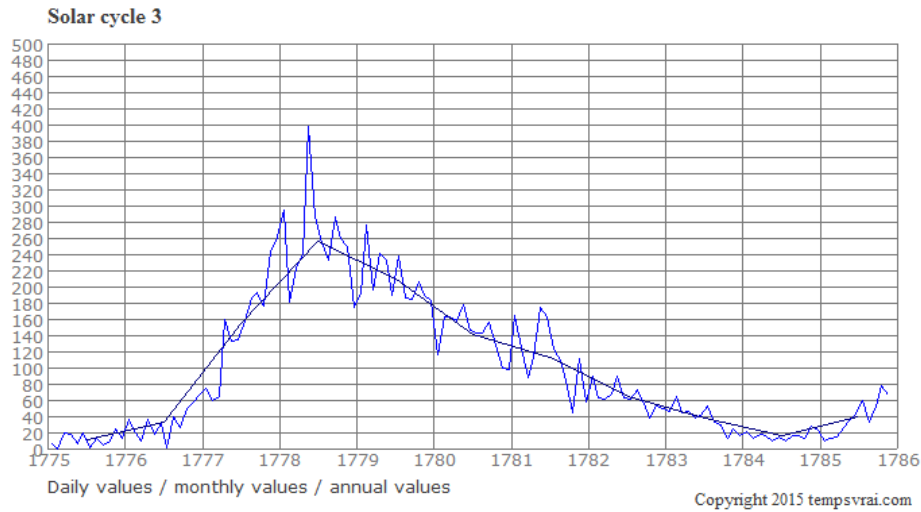


Fig. 1.12 : Période du cycle solaire 3 (Crédit : SILSO, Royal Obs. Belgium)

- L'intervalle temporel durant la phase de maximum solaire, où des creux apparaissent dans les séries temporelles des paramètres solaires, est un phénomène désigné sous le nom de « **Gnevyshev Gap** » (abrégé en GG). On a choisi le terme « gap » pour décrire la diminution ou l'absence temporaire de phénomènes d'activité solaire. La figure 1.13 présente le gap du Cycle Solaire 24.

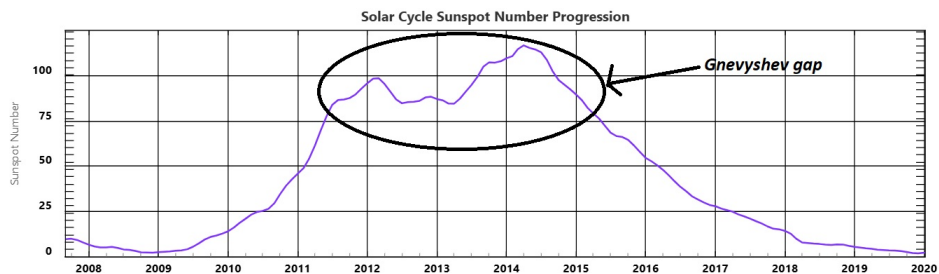


Fig. 1.13 : Nombre total des taches solaires avec l'écart de Gnevyshev observé dans certains cycles (Crédit : SILSO, Royal Obs. Belgium).

### 1.3.4 Dynamo solaire

L'équation de base de la dynamo est l'**équation d'induction**, qui décrit l'évolution d'un fluide conducteur sous l'influence d'un champ magnétique et relie les variations temporelles du champ magnétique  $\mathbf{B}$  au champ électrique  $\mathbf{E}$ .

L'équation d'induction est le résultat de la combinaison de 3 équations. Deux des équations de Maxwell sont directement impliquées dans l'évolution des champs électromagné-

tiques :

$$\nabla \times \mathbf{E} = -\frac{\partial \mathbf{B}}{\partial t} \quad (1.7)$$

et la loi d'Ampère simplifiée :

$$\nabla \times \mathbf{B} = \mu_0 \mathbf{J} \quad (1.8)$$

où  $\mathbf{J}$  est la densité de courant et  $\mu_0$  est la perméabilité du vide. Dans un fluide conducteur,  $\mathbf{J}$  est relié au champ électrique  $\mathbf{E}$  par la loi d'Ohm :

$$\mathbf{J} = \sigma(\mathbf{E} + \mathbf{v} \times \mathbf{B}) \quad (1.9)$$

où  $\sigma$  est la conductivité du fluide.

L'équation d'induction prend en compte à la fois les termes de la mécanique des fluides (tels que la vitesse du fluide, la pression et les forces de Lorentz) et les termes électromagnétiques (liés aux champs électrique et magnétique).

$$\frac{\partial \mathbf{B}}{\partial t} = \nabla \times (\mathbf{v} \times \mathbf{B}) + \eta \nabla^2 \mathbf{B} \quad (1.10)$$

où  $\eta = \frac{1}{\sigma \mu_0}$  est la diffusivité magnétique,  $\eta \nabla^2 \mathbf{B}$  est le terme de diffusion magnétique, qui décrit l'effet de la résistivité du fluide sur l'évolution du champ magnétique. Le terme  $\nabla \times (\mathbf{v} \times \mathbf{B})$  est le terme de la convection magnétique

Alors que l'équation d'induction magnétique montre comment les champs peuvent être amplifiés dans un fluide conducteur, elle ne garantit pas que cette amplification puisse être maintenue dans toutes les circonstances. Un résultat fondamental connu sous le nom de théorème de Cowling révèle une limitation importante quant à la manière dont ces champs magnétiques peuvent persister. Le théorème de Cowling<sup>1</sup> est un exemple de théorème anti-dynamo et concerne les champs magnétiques axisymétriques, par opposition aux champs de vitesse axisymétriques.

Un champ est commodément décomposé en composantes méridionales (toroidal) et azimutales (poloidal) mutuellement orthogonales, la forme axisymétrique du champ à grande échelle est la somme des vecteurs poloidal et toroidal et s'écrit sous la forme :

$$\mathbf{B}(r, \theta, t) = \underbrace{\nabla \times (A(r, \theta, t) \hat{e}_\phi)}_{\text{Composante Poloidale}} + \underbrace{B(r, \theta, t) \hat{e}_\phi}_{\text{Composante Toroidale}} . \quad (1.11)$$

<sup>1</sup>Le théorème de Cowling, formulé en 1934, stipule qu'un champ magnétique axisymétrique ne peut être entretenu par un courant ou un mouvement axisymétrique. Dans le contexte des dynamos stellaires, cela signifie qu'un champ magnétique auto-entretenu, comme celui du Soleil, nécessite des flux convectifs non axisymétriques ou tridimensionnels. Le théorème met en évidence la nécessité de mouvements internes complexes dans le Soleil pour maintenir son cycle magnétique.

$\hat{e}_\phi$  est le vecteur unitaire dans la direction azimutale, tangent aux cercles de rayon et de latitude constants, s'enroulant autour de l'axe de rotation du Soleil et  $A(r, \theta, t)$  est le potentiel vecteur toroïdal associé à la composante poloidale du champ magnétique.

La vitesse se décompose aussi en 2 composantes ( la 1ère représente la circulation méridienne et la 2ème représente la rotation différentielle) suivants la même que le champ  $\mathbf{B}$ .

$$\mathbf{u}(r, \theta) = \mathbf{u}_p(r, \theta) + \varpi \omega(r, \theta) \hat{e}_\phi, \quad (1.12)$$

Où  $\varpi = r \sin \theta$  et  $\omega$  est la vitesse angulaire ( $\text{rad s}^{-1}$ ). L'équation d'induction 1.10 pour un milieu homogène se décompose alors en parties poloidale et toroïdale (Charbonneau, 2020) :

$$\frac{\partial A}{\partial t} = \eta \left( \nabla^2 - \frac{1}{\varpi^2} \right) A - \frac{\mathbf{u}_p}{\varpi} \cdot \nabla (\varpi A) \quad (1.13)$$

$$\begin{aligned} \frac{\partial B}{\partial t} = & \eta \left( \nabla^2 - \frac{1}{\varpi^2} \right) B + \frac{1}{\varpi} \frac{\partial (\varpi B)}{\partial r} \frac{\partial \eta}{\partial r} \\ & - \varpi \mathbf{u}_p \cdot \nabla \left( \frac{B}{\varpi} \right) - B \nabla \cdot \mathbf{u}_p + \varpi (\nabla \times (A \hat{e}_\phi)) \cdot \nabla \omega \end{aligned} \quad (1.14)$$

Une avancée majeure dans l'étude de l'action dynamo est survenue avec la formulation de l'électrodynamique du champ moyen par Steenbeck, Krause et Radler ; c'est, en son cœur, une théorie linéaire (ou cinématique), basée sur l'équation d'induction. L'hypothèse fondamentale sous-jacente de l'électrodynamique du champ moyen est qu'il existe une séparation stricte des échelles de longueur pour les champs magnétiques et de vitesse. Ces derniers peuvent être décomposés en leurs composantes moyennes et fluctuantes :

$$B = \langle B \rangle + b \quad , \quad u = \langle u \rangle + u \quad (1.15)$$

L'équation d'induction 1.10 s'écrit alors (Charbonneau, 2020) :

$$\frac{\partial \langle B \rangle}{\partial t} = \nabla \times (\langle u \rangle \times \langle B \rangle + \alpha \langle B \rangle) - \nabla \times (\eta_T \nabla \times \langle B \rangle) \quad (1.16)$$

Concernant la forme axisymétrique les equations 1.13 et 1.14 s'écrivent alors sous la forme connue des équations classiques de la dynamo (Hanslmeier, 2020) :

$$\frac{\partial A}{\partial t} = \alpha B - (\mathbf{u}_p \cdot \nabla) A - (\nabla \cdot \mathbf{u}_p) A + \eta_T \nabla^2 A \quad (1.17)$$

$$\frac{\partial B}{\partial t} = \Omega \frac{\partial A}{\partial x} - (\mathbf{u}_p \cdot \nabla) B - (\nabla \cdot \mathbf{u}_p) B + \eta_T \nabla^2 B \quad (1.18)$$

Les équations 1.17 et 1.18 sont appelées les équations de dynamo classiques, elles constituent le cœur de ce qu'on nomme le modèle de dynamo  $\alpha\Omega$ . Dans ce contexte,  $A$  et  $B$  symbolisent les champs moyens, et il est courant de ne pas mentionner les crochets angulaires  $\langle \dots \rangle$  dans les équations dès lors qu'il est clair qu'ils font référence uniquement aux quantités moyennes (averagées). Cette convention permet d'alléger la notation sans créer d'ambiguïté. À l'inverse, le premier système d'équations étudié (les équations 1.13 et 1.14) adopte une formulation détaillée en coordonnées sphériques, intégrant la géométrie solaire, les effets de courbure et la diffusivité variable. Il est ainsi plus adapté aux simulations réalistes du champ solaire, tandis que les équations classiques offrent une vision plus épurée mais conceptuellement riche du fonctionnement d'une dynamo moyenne.

## **Chapitre 2**

# **ACTIVITE MAGNETIQUE SOLAIRE ET METHODES DE PREDICTIONS**

L'existence de l'activité solaire a conduit au développement de modèles avancés de dynamo magnétique solaire, le Soleil servant de modèle détaillé pour comprendre les étoiles du même type, tandis que les observations des étoiles similaires offrent des perspectives supplémentaires. D'importantes expériences au sol et dans l'espace visent à déchiffrer la variabilité solaire, enrichissant notre connaissance du Soleil et des étoiles similaires. L'activité solaire a un impact significatif sur l'environnement terrestre, influençant l'héliosphère, modulant les rayons cosmiques galactiques qui arrivent sur Terre et accélérant des particules énergétiques qui affectent les missions spatiales et l'aviation. Les phénomènes solaires, tels que les tempêtes géomagnétiques, peuvent perturber les communications radio, les systèmes de navigation et les réseaux électriques, tandis que les liens potentiels entre la variabilité solaire et le climat terrestre soulignent encore l'importance d'étudier ces processus dynamiques.

## 2.1 ACTIVITE SOLAIRE

### 2.1.1 Introduction historique

Bien que Christian Horrebow ait d'abord suggéré une variation périodique des taches solaires en 1776, le cycle solaire (des taches solaires) ne fut pas formellement identifié avant 1844. Peu de temps après que Rudolph Wolf ait commencé le recensement des taches solaires en 1849, il se tourna vers les observations passées afin d'étendre sa série, alors très courte, sur plusieurs cycles solaires précédents. La première série qui avait suscité son intérêt pour les taches solaires était la longue série d'observations de Schwabe (1789–1875), le découvreur de la cyclicité de l'activité solaire. Schwabe fut l'observateur de taches solaires, observant sans interruption de 1825 à 1868 ( Voir figure 2.1 a).

En 1857, Rudolf Wolf a intégré les données sur les taches solaires de Johann Caspar Staudach, ce dernier ayant réalisé 1016 images de taches solaires entre 1749 et 1796 (Voir figure 2.1 b). Néanmoins, Wolf a observé que les estimations de Staudach étaient constamment inférieures, probablement en raison de son équipement de base. Pour les rendre conformes aux observations plus récentes, il a appliqué un facteur de correction ( $k = 2$ ). Wolf a intégré les observations de Flaugergues en 1874 pour remplir le vide de données entre 1790 et 1826 qui existait entre Staudach et Schwabe. Il avait auparavant constaté que les comptages de taches solaires de Schwabe étaient inférieurs de 25 % et avait appliqué un facteur correcteur de 1.25 à toutes les données antérieures à 1849. Il s'agissait de la dernière modification apportée par Wolf à la série historique du nombre de taches solaires.

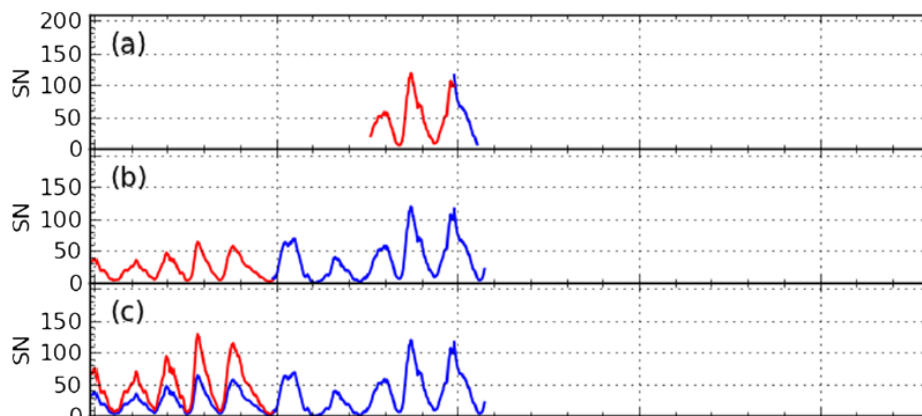


Fig. 2.1 : Construction progressive de la série des nombres de taches solaires de Zurich par Rudolf Wolf (Crédit : (Clette et al., 2014)).

Lorsque Wolf prit la direction en 1893, il poursuivit le comptage mais en appliquant le facteur fixe 0.6 aux dénombrements bruts afin de correspondre à la série originale de Wolf. Depuis lors, tous les nombres bruts de taches solaires de Zurich ont été multipliés par ce facteur 0.6.

En 1980, lorsque Max Waldmeier prit sa retraite, l’Observatoire de Zurich cessa de produire le nombre de taches solaires et cette activité fut reprise par l’Observatoire royal de Belgique, conduisant à la création du SIDC, «Sunspot Index Data Center».

## 2.1.2 Indicateurs de l’activité solaire

L’étude de l’activité solaire repose sur plusieurs indices qui quantifient différentes manifestations du comportement du Soleil. Ces indicateurs, tels que le nombre de taches solaires et le flux radio solaire, sont primordiaux pour l’examen du cycle solaire, la détection des tendances et anomalies, ainsi que l’amélioration des prévisions d’activités solaires futures. Ils offrent une base solide pour les études statistiques et physiques de la variabilité à long terme du Soleil.

Parmi les indices d’activité solaire les plus couramment utilisés figurent :

1. **Série de nombres de taches solaires internationales (ISN)** : La série du nombre de taches solaires (SN) représente la seule référence directe à long terme de l’évolution des cycles solaires, et elle est primordiale pour la physique solaire. Le nombre relatif de taches solaires, défini par Wolf comme  $R_Z = k(10G + n)$ , comprend un facteur de correction  $k$ , la valeur du nombre de groupes de taches solaires  $G$ , et le nombre des taches solaires individuelles  $n$ . La série originale de Zurich **”Wolf Sunspot Number” (WSN)** a pris fin en 1982 et a été remplacée par le Nombre International des Taches Solaires **”International Sunspot Number” (ISN)**, actuellement géré par SIDC en Belgique (voir figure 2.2). Bien qu’il se base sur la même formule, l’ISN est fondé sur une moyenne pondérée des données de plus de 20 observateurs à travers le monde, ce qui renforce sa précision et sa cohérence.

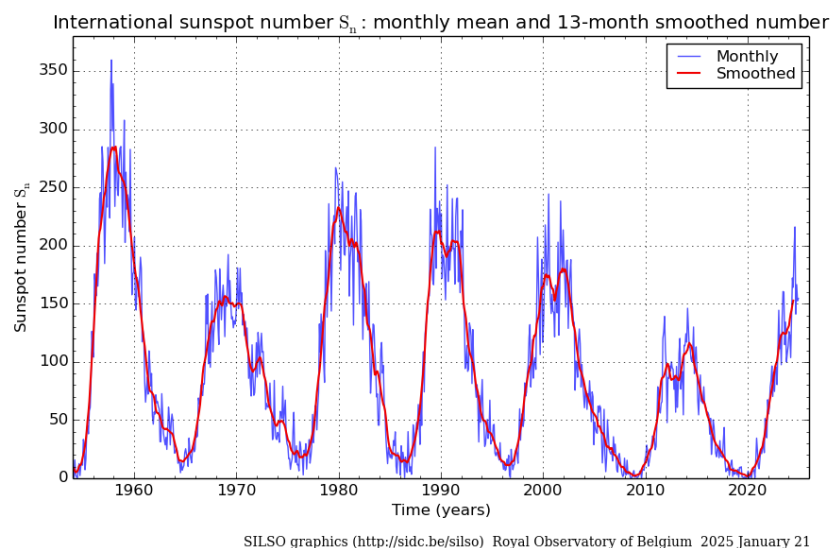


Fig. 2.2 : Nombre international de taches solaires, moyenne mensuelle et nombre lissé sur 13 mois. (<https://www.sidc.be/SILSO/monthlyssnplot>)

L'ISN a récemment été mis à jour vers la version 2, intégrant des corrections pour les inhomogénéités connues, telles que la discontinuité de Waldmeier, survenue en raison de changements dans les pratiques d'observation au milieu du XXe siècle.

2. **Série de nombres de groupes de taches solaires (GSN)** : Le nombre de groupes de taches solaires (Group Sunspot Number avec l'abréviation  $R_G$ ), introduit par Hoyt and Schatten(1998) (voir figure 2.3), fournit une alternative aux indices traditionnels de taches solaires en se concentrant uniquement sur le nombre de groupes de taches solaires.

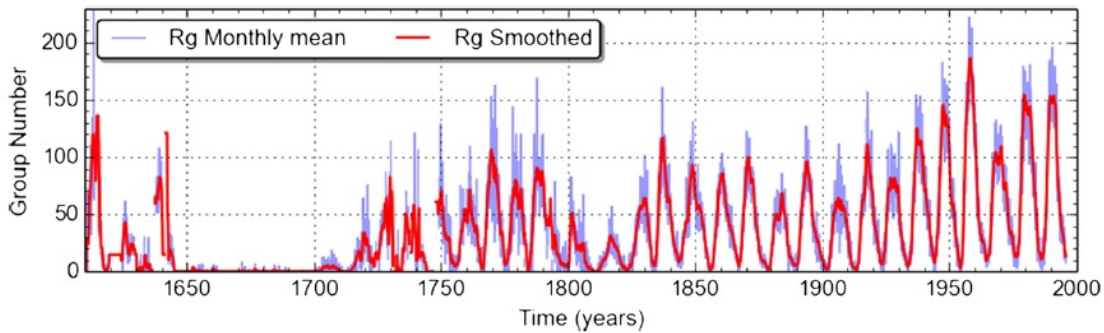


Fig. 2.3 : Série originale de nombres de taches solaires de 1610 à 1995, telle que publiée par (Hoyt and Schatten, 1998) : moyennes mensuelles en bleu, valeurs lissées gaussiennes sur 12 mois en rouge. (Crédit : (Clette et al., 2014))

Il fait la moyenne des observations de plusieurs observateurs et normalise les données par rapport aux Nombres de Taches Solaires ( $R_Z$ ) en utilisant un facteur d'échelle de 12.08 pour la période 1874–1976, le nombre de groupes de taches solaires  $R_G$  est défini comme suit :

$$R_G = \frac{12.08}{N} \sum_{i=1}^N k_i G_i \quad (2.1)$$

où  $N$  est le nombre d'observateurs,  $k_i$  est le facteur de correction de l'observateur  $i$ ,  $G_i$  est la valeur du nombre de groupes de taches solaires observés par l'observateur  $i$ , et 12.08 normalise le nombre par rapport au Nombre International de Taches Solaires.

3. **Surfaces des taches solaires** : Les surfaces des taches solaires sont considérées comme des mesures plus physiques de l'activité solaire par rapport à d'autres indices. Les mesures systématiques ont débuté à l'Observatoire royal de Greenwich (RGO) en 1874 et se sont poursuivies jusqu'en 1976, date à laquelle le programme a été transféré à l'Observatoire de Debrecen. D'autres observatoires tels que Kodaikanal, Pulkovo, Mt. Wilson et Kislovodsk ont également apporté leur contribution. Ces archives, combinées, couvrent presque un siècle et demi. Les catalogues modernes des surfaces de taches solaires par Hathaway et Balmaceda combinent des données provenant du RGO

et du réseau Solar Optical Observing Network (SOON), bien que les données du SOON sous-estiment considérablement les zones de taches solaires de près de 50 % par rapport aux mesures du RGO.

4. **Indice F10.7** : La variation des émissions micro-ondes solaires à 10.7 cm exprimé en unités de flux solaire ( $1\text{sfu} = 10^{-22}\text{Wm}^{-2}\text{Hz}^{-1}$ ) a été enregistrée quotidiennement depuis 1947, en tant que mesure largement utilisée de l'activité solaire. Cela complète le nombre de taches solaires  $R_Z$ , car il provient de régions magnétiquement actives situées dans la chromosphère solaire et la région de transition en particulier les plages, les structures en réseau et les taches solaires. F10.7 est particulièrement essentiel comme indicateur de l'émission ultraviolet solaire.
5. **Champ magnétique** : Après le lancement du programme synoptique du Mont Wilson, Howard, Bumba, and Smith (1967) débuta les premières observations synoptiques quotidiennes du disque solaire complet sous forme de magnétogrammes, à partir desquels furent construits des magnétogrammes synoptiques de surface complète. Des programmes similaires commencèrent à NSO Kitt Peak et à WSO dans les années 1970. Les programmes du NSO et du WSO se poursuivent jusqu'à aujourd'hui, avec des mises à niveau instrumentales au NSO. NASA a mis en place des programmes basés sur satellite pour des combinaisons de magnétogrammes à disque complet, notamment via l'Imager Michelson Doppler (MDI) embarqué sur le Satellite d'observation solaire et héliosphérique (SOHO), ainsi que l'Imager hélioseismique et magnétique (HMI) sur le Satellite des Dynamiques solaires (SDO), en fonctionnement depuis 2010.

### 2.1.3 Variabilité du cycle solaire à long et à court terme

L'activité solaire présente deux principales formes de variabilité : les variations à long terme qui se produisent sur des périodes de plusieurs décennies à plusieurs siècles, et les fluctuations à court ou moyen terme qui s'étendent sur quelques mois à quelques années.

La table ci-dessous classe ces différentes formes de variabilité :

Variabilité	Cycle / Phénomène	Période
Long terme	Cycle de Gleissberg	~80–100 ans (Gleissberg, 1939)
	Cycle de Suess / de Vries	200–210 ans (Usoskin et al., 2014)
	Cycle d'Eddy Millennial	~1000 ans (instable) (Steinhilber et al., 2012)
Court terme	Quasi-Périodicités à moyen terme	1–2 years (Mursula and Zieger, 2000)
	Règle de Gnevyshev-Ohl	Alternance entre les cycles solaires pairs et impairs (Gnevyshev and Ohl, 1948)

Tab. 2.1 : Classification des différents types de variabilité de l'activité solaire.

Les variations à long terme englobent les cycles séculaires, tandis que les variations à court terme dévoilent des processus dynamiques au sein de chaque cycle solaire.

Un autre type de grandes variations sont les périodes d'activité exceptionnellement basse, appelées **grands minima**. Les grands minima les plus célèbres comprennent le Minimum d'Oort (1040–1080), le Minimum de Wolf (1280–1350), le Minimum de Spörer (1460–1550), le Minimum de Maunder (1645–1715) et le plus récent Minimum de Dalton (1790-1830) présentés sur la figure 2.4. Parmi celles-ci, seules les périodes de Maunder et de Dalton sont basées sur des observations directes des taches solaires et instrumentales, tandis que les autres sont déduites à partir de données de substitution, principalement à travers des reconstitutions utilisant  $^{14}\text{C}$  et le  $^{10}\text{Be}$ . Ces isotopes agissent comme des indicateurs indirects de l'activité solaire passée en suivant les variations du flux de rayons cosmiques modulés par le champ magnétique solaire.

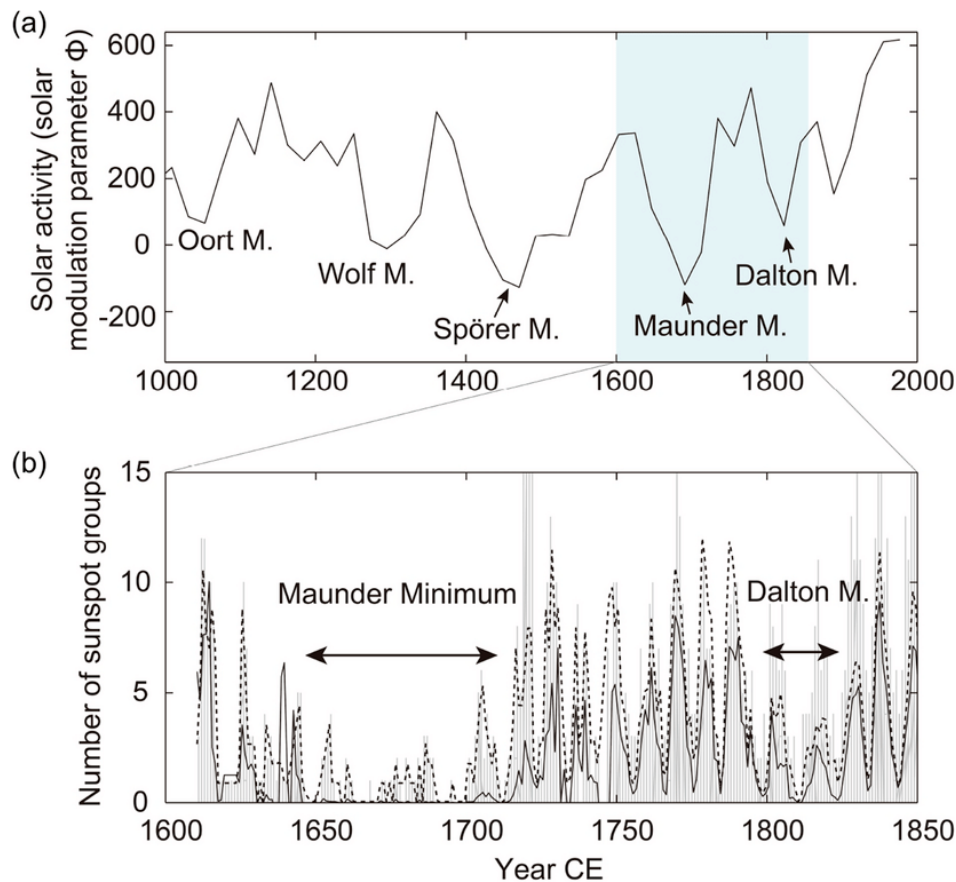


Fig. 2.4 : Activité solaire à long terme au cours du dernier millénaire (Miyahara et al., 2021).

## 2.2 METHODES DE PREDICTIONS

Le caractère aléatoire dans les séries SN est directement lié à la prévisibilité de l'activité solaire. La prévision de l'activité solaire fait l'objet d'études intensives depuis de nombreuses

années (Gleissberg, 1948) et des études se sont considérablement accélérées récemment, avec des centaines d'articles scientifiques publiés pour prédire les cycles solaires.

Étant le principal déterminant de la météorologie et du climat spatial, l'activité solaire a un impact technologique, scientifique et financier considérable sur des activités notamment l'exploration spatiale à l'aviation civile et aux communications quotidiennes. Les décideurs politiques et économiques attendent de la communauté scientifique solaire qu'elle fournisse des prévisions servant de base des calculs de faisabilité et de rentabilité. Reconnaisant ce besoin, le centre de prévision de la météorologie spatiale du service météorologique national américain publie, autour du minimum solaire, des prévisions « officielles » mises à jour annuellement ou semestriellement concernant le prochain maximum de taches solaires, émises par un panel d'experts en prévision du cycle solaire.

Petrovay (2010) a divisé les méthodes de prédiction des cycles solaires en trois catégories : les méthodes basées sur des modèles physiques, les méthodes de précurseurs basées sur l'expérience et les méthodes d'extrapolation.

### 2.2.1 Méthodes basées sur des modèles physiques

Les modèles de transport de flux de surface (SFT) ont été initiés dans les années 1980 (DeVore, Sheeley, and Boris, 1984). L'idée originale remonte à Leighton (1964). Ces modèles décrivent l'évolution du champ magnétique à grande échelle  $B_r$  supposé être perpendiculaire à la surface solaire.

L'émergence des groupes de taches solaires fournit la source de flux  $S(\theta, \phi, t)$ . L'évolution du flux de groupes de tâches solaires est ensuite influencée par :

- un mouvement aléatoire causé par les flux supergranulaires, généralement approximé par une diffusion chaotique. (Leighton, 1964)
- des flux à grande échelle en surface, incluant le flux méridional  $v(\theta, \phi, t)\mathbf{e}_\theta$  et la rotation différentielle  $u(\theta, \phi, t)\mathbf{e}_\phi$ .

Dans la plupart des modèles SFT, ces deux flux à grande échelle sont considérés comme axisymétriques et indépendants du temps :  $v(\theta)\mathbf{e}_\theta + u(\theta)\mathbf{e}_\phi$  avec  $u(\theta) = R_\odot \sin \theta \Omega(\theta)$ , où  $\Omega(\theta)$  représente la rotation différentielle.

En supposant l'axisymétrie et l'existence de flux à grande échelle non dépendants du temps, l'équation qui régit la composante radiale  $B_r$  à la surface solaire, est la dérivée de la

partie radiale de l'équation d'induction et s'écrit sous la forme :

$$\begin{aligned}
\frac{\partial B_r}{\partial t} = & -\frac{1}{R_\odot \sin \theta} \frac{\partial}{\partial \phi} (u B_r) \\
& -\frac{1}{R_\odot \sin \theta} \frac{\partial}{\partial \theta} (v B_r \sin \theta) \\
& + \eta_s \left[ \frac{1}{R_\odot^2 \sin \theta} \frac{\partial}{\partial \theta} \left( \sin \theta \frac{\partial B_r}{\partial \theta} \right) + \frac{1}{R_\odot^2 \sin^2 \theta} \frac{\partial^2 B_r}{\partial \phi^2} \right] \\
& + S(\theta, \phi, t)
\end{aligned} \tag{2.2}$$

Les conditions aux limites sont :  $B_\phi|_{r=R_\odot} = 0$ ,  $B_\theta|_{r=R_\odot} = 0$ , et  $\frac{\partial B_\theta}{\partial r}|_{r=R_\odot} = 0$ .

Le succès des modèles SFT dans les années 1980 a conduit à l'émergence des modèles dynamo par transport de flux (FTD) dans les années 1990 (Durney, 1995). Au cours des dernières décennies, les modèles FTD sont devenus les outils essentiels pour comprendre le cycle solaire. Les équations pour le modèle axisymétrique utilisant les coordonnées sphériques  $(r, \theta, \phi)$  sont :

$$\begin{aligned}
\frac{\partial A}{\partial t} + \frac{1}{r \sin \theta} (\mathbf{v}_p \cdot \nabla) (r \sin \theta A) &= \eta \left( \nabla^2 - \frac{1}{r^2 \sin^2 \theta} \right) A + \alpha B \tag{2.3} \\
\frac{\partial B_\phi}{\partial t} + \frac{1}{r} \frac{\partial}{\partial r} (r v_r B_\phi) + \frac{\partial}{\partial \theta} (v_\theta B_\phi) &= \eta \left( \nabla^2 - \frac{1}{r^2 \sin^2 \theta} \right) B_\phi \\
&+ r \sin \theta (\mathbf{B}_p \cdot \nabla) \Omega + \frac{1}{r} \frac{d\eta}{dr} \frac{\partial}{\partial r} (r B_\phi) \tag{2.4}
\end{aligned}$$

Ici,  $B_\phi$  et  $\mathbf{B}_p = \nabla \times (A(r, \theta, t) \mathbf{e}_\phi)$  correspondent au champ magnétique toroïdal et poloïdal,  $\mathbf{v}_p = v_r \mathbf{e}_r + v_\theta \mathbf{e}_\theta$  désigne l'écoulement méridien (le champ de vitesse poloïdal, c'est-à-dire la circulation globale dans le plan méridien  $(r, \theta)$ . Il est une fonction de la profondeur et de la latitude.), tandis que  $\Omega = \Omega(\theta)$  symbolise la rotation différentielle. Le terme  $\alpha$  simule la création de champs poloïdaux à partir de champs toroïdaux via le mécanisme Babcock-Leighton (BL). Certains modèles intègrent une source  $\alpha$ -supplémentaire près de la base de la zone de convection afin de permettre des solutions dipolaires ou quadripolaires. Dans les modèles de type BL, le champ toroïdal pourrait ne pas se régénérer efficacement sans ce terme supplémentaire, notamment pour retrouver des minima solaires comme le Minimum de Maunder. Les observations de taches solaires nues laissent à penser que le flux toroïdal pourrait encore se former, ce qui soutient l'idée qu'un terme  $\alpha$  intégré ne serait pas nécessairement indispensable.

## 2.2.2 Méthodes d'extrapolation

Les techniques d'extrapolation se basent sur l'analyse des séries temporelles, elles utilisent les données passées d'activité solaire, pour prévoir les tendances futures. Contrairement aux modèles plus simples qui se basent uniquement sur le dernier point de données, ceux-ci s'appuient sur des tendances provenant de plusieurs points précédents. Bien qu'ils soient techniquement des modèles de séries chronologiques, on les appelle parfois « méthodes de régression » pour des raisons historiques. Une hypothèse essentielle est que le comportement des données reste constant dans le temps en d'autres termes, les règles dictant l'activité solaire ne se modifient pas. Cela signifie que la prédiction devrait être tout aussi efficace, que le Soleil soit en phase de maximum, de minimum ou quelque part entre les deux. Cette méthode considère l'activité solaire comme un processus continu. Parmi ces techniques on peut citer :

1. **Téchniques de regression** : La technique suppose que le futur est prévisible à partir des propriétés statistiques du passé. Elle a l'avantage de prédire plusieurs cycles à l'avance, puisqu'il est supposé que toutes les périodicités importantes sont contenues dans les données passées. L'exemple le plus simple de cette méthode est la moyenne de tous les maxima observés, qui pour le cycle solaire 24 serait de  $114.15 \pm 40$ , où l'incertitude est un écart type par rapport à la moyenne. la méthode statistique de McNish and Lincoln (1949) reste la référence, qui a été utilisée pour prédire le nombre de taches solaires du cycle en cours avec un an d'avance. En termes mathématiques, cela peut être formulé comme suit :

$$R'_{n+1} = \bar{R}_{n+1} + C_n \Delta R_n \quad (2.5)$$

où  $\bar{R}_{n+1}$  représente le nombre de taches solaires lissé pour l'année  $n+1$ , calculé sur la base des cycles antérieurs, et  $C_n$  correspond aux coefficients de régression pour l'année  $n$ , tandis que  $\Delta R_n$  indique la divergence par rapport à la valeur moyenne.

Cette technique est principalement basée sur la forme moyenne du cycle solaire, qui peut être modélisée mathématiquement comme une série temporelle, et a été largement utilisée à des fins opérationnelles dans de nombreux centres de prévision.

2. **Méthodes spectrales**, telles que l'analyse de Fourier, les périodogrammes de Lomb-Scargle, la Méthode d'Entropie Maximale (MEM) et l'Analyse de Spectre Singulier (SSA), sont couramment utilisées pour analyser et prédire les cycles des taches solaires. Les premières prévisions utilisant ces techniques ont sous-estimé les amplitudes des cycles. MEM ajuste les caractéristiques spectrales précises en utilisant des polynômes et, associé à la régression, a été employé par Kane (1999) pour prédire les cycles 23 et 24. Cependant, les résultats n'ont pas correspondu aux observations. SSA, qui décompose les séries temporelles en signal et bruit, a fourni des prévisions plus précises.

Les prédictions de Rangarajan (1998) et Loskutov et al. (2001) pour les cycles 23 et 24 étaient davantage en adéquation avec les valeurs observées. Le panel de prévision du cycle solaire classe ces méthodes comme étant basées sur la climatologie.

### 2.2.3 Méthode des précurseurs

La méthode des précurseurs est la technique la plus courante et la plus réussie durant ces dernières années dans le domaine de la prévision et est considérée comme un compromis entre la méthode d'extrapolation et les modèles de dynamo. En principe, les précurseurs pourraient également annoncer le niveau d'activité à d'autres phases du cycle des taches solaires, en particulier au minimum.

#### Taches solaires

En utilisant ce précurseur (taches solaires), on suppose l'existence d'une corrélation entre les différentes amplitudes des cycles solaires consécutifs. Toutefois, cette corrélation est faible, avec un coefficient proche de 0.35.

Un autre précurseur plus fiable consiste à établir une corrélation entre le niveau d'activité minimal ( $R_{min}$ ) avant un cycle solaire et l'amplitude du maximum suivant. Cette méthode présente une corrélation plus forte, avec un coefficient approximatif de 0.7. D'après des résultats empiriques, on peut utiliser une relation linéaire pour estimer le nombre maximal de taches solaires du prochain cycle ( $R_{max}$ ). La relation peut s'écrire sous la forme (Brajša et al., 2021) :

$$R_{max} = 126.4 + 5.6R_{min} \quad (2.6)$$

Pour perfectionner cette prediction, la méthode pourrait intégrer un décalage temporel en utilisant le nombre de taches solaires trois ans avant le minimum. Cela conduit à :

$$R_{max} = 76.8 + 1.5R(t_{min} - 3) \quad (2.7)$$

Malgré des progrès, la méthode présente toujours un inconvénient majeur : il est impossible de déterminer précisément le moment du minimum avant quelques années, ce qui signifie que les prédictions ne deviennent fiables qu'une fois 2 à 3 ans après le minimum. D'autres techniques cherchent à améliorer les predictions en examinant la corrélation entre la durée du cycle et le nombre maximum de taches solaires, proposant ainsi des chemins alternatives pour comprendre et prévoir l'activité solaire.

En raison de leur capacité prédictive significative dans le passé, les deux précurseurs les plus dominants sont le flux polaire et les indices géomagnétiques, en plus du nombre de taches solaires.

## **Indices géomagnétiques**

Les indices géomagnétiques sont parmi les indicateurs les plus puissants pour prédire l'activité solaire et ses impacts sur la Terre. Ils offrent des mesures en temps réel de l'interaction de la magnétosphère avec les CMEs, ce qui les rend indispensables pour identifier les tempêtes géomagnétiques, évaluer l'état du vent solaire et prévoir les dangers météorologiques spatiaux.

La première tentative de caractériser l'activité géomagnétique remonte à 1885, se concentrant sur l'estimation des perturbations géomagnétiques quotidiennes. Cela a été réalisé en calculant l'amplitude quotidienne la différence entre les valeurs les plus élevées et les plus basses des composantes géomagnétiques horizontales H (Nord magnétique) et D (Est magnétique) à l'Observatoire de Greenwich. L'indice K a été introduit par Bartels et ses collègues en 1939 (Bartels, Heck, and Johnston, 1939) comme une mesure de l'activité géomagnétique à des stations individuelles. Par la suite, il a été étendu en indice Kp, un indice global issu des indices K d'un ensemble de stations.

L'indice Dst a été introduit pour surveiller le comportement du courant annulaire, fournissant des aperçus sur les tempêtes géomagnétiques. L'indice AE a été conçu pour mesurer l'intensité maximale de l'électrojet auroral, offrant un moyen d'étudier l'activité aurorale. De plus, l'indice am, dérivé des échelles K, fournissait une mesure planétaire de l'activité géomagnétique. Mayaud (1971) a également introduit l'indice aa, un indice d'activité antipodale basé sur des données provenant de deux stations presque antipodales, permettant la création d'une série d'activité géomagnétique à long terme.

## **Champ polaire solaire comme précurseur**

Schatten et al.(1978) ont été les premiers à proposer que le champ polaire puisse être utilisé comme précurseur puisque le champ au minimum a une bonne corrélation avec la force du cycle solaire suivant. Ceci était basé sur le scénario Babcock-Leighton de l'origine du cycle solaire où le champ toroïdal est transporté vers le pôle pour former le champ poloïdal et donc souvent cette méthode est considérée comme la première prédiction d'un modèle dynamo. Cependant, la mesure précise du champ polaire du Soleil est une tâche difficile car :

- le champ est faible.
- le champ est dirigé radialement et donc transversalement à notre ligne de visée.

Néanmoins, l'observatoire solaire Wilcox (WSO) mesure le champ magnétique dans les régions polaires du Soleil depuis 1976. La figure 2.5 montre l'intensité de ce champ. Il est évident que le champ polaire et le nombre de taches solaires ont une relation inverse ; le champ polaire atteint son amplitude minimale lorsque la force du cycle est proche du maximum. Il est également évident que les champs polaires varient en force d'un cycle à l'autre.

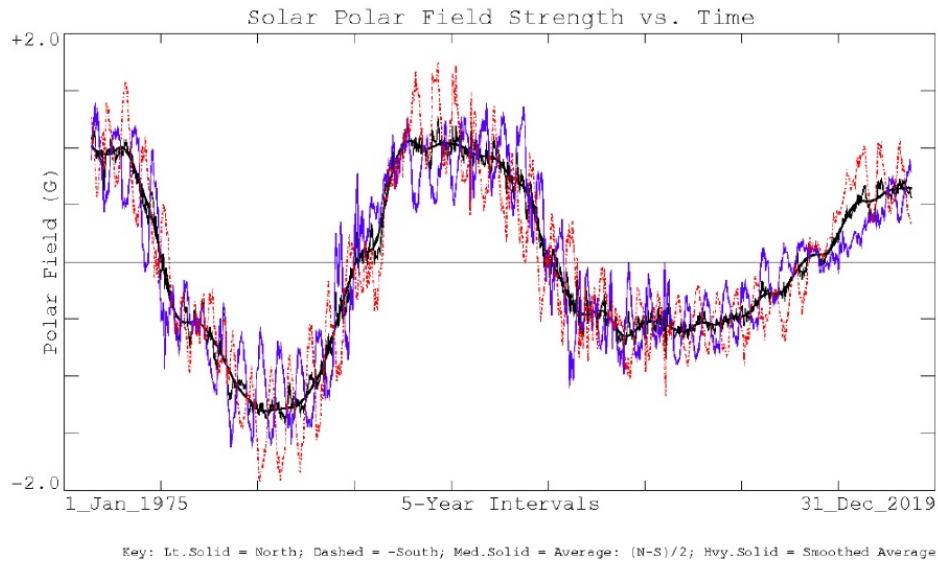


Fig. 2.5 : Mesures du champ magnétique solaire aux pôles (Crédit : Wilcox Solar Observatory).

La capacité prédictive du champ polaire en tant que précurseur semble être limitée à quelques années avant le niveau d'activité maximum puisque le minimum dans les données de taches solaires, en fonction de la définition de la moyenne lissée sur 13 mois, ne peut pas être connu plus tôt que 6 mois après que le minimum soit passé.

### Autres précurseurs

D'autres précurseurs possibles, qui ne sont pas discutés ici, incluent :

- la latitude moyenne du champ magnétique
- la durée des cycles solaires
- les points brillants Ca II K
- l'intensité des lignes d'émission coronale
- l'asymétrie nord-sud
- l'asymétrie des phases ascendantes et descendantes
- la forme et la structure de la couronne au minimum
- les trous coronaux polaires, etc.

### 2.2.4 Autres méthodes

D'autres méthodes existent pour prédire l'activité solaire comme les **Approches dynamique non-linéaire**. De nombreux auteurs ont proposé des techniques de prédiction non linéaire pour les séries temporelles chaotiques, en traitant le problème comme une inversion de

modèle pour des prédictions à court terme, avec différents niveaux de précision. Récemment, Zhang(1996) a proposé une technique de prédiction qui améliore les prédictions à moyen terme pour les nombres de taches solaires lissés mensuels en utilisant une application linéaire locale pour résoudre le problème inverse lié. Parmi les approches non linéaire connu dans ces dernières decennies **les algorithmes de réseaux neuronaux** qui sont élaborés pour reconnaître et modéliser des relations complexes au sein des données, ce qui leur permet de discerner des motifs pouvant être exploités pour des prédictions futures. Toutefois, il est nécessaire de former ces modèles avant qu'ils ne puissent fournir des prévisions précises. En réalité, leurs performances ont été inégales : par exemple, la prévision pour le cycle solaire 23 était nettement supérieure à ce qui s'est réellement produit. De même, plusieurs prévisions pour le cycle 24 ont également présenté d'importantes divergences, soulignant les limites de la méthode malgré son potentiel.

## **2.3 VALIDATION DES CYCLES SOLAIRES 24 et 25**

Le Cycle Solaire 24 a été une véritable surprise pour les scientifiques. Contrairement aux cycles plus intenses observés précédemment, celui-ci était remarquablement paisible, l'apparition de taches solaires a diminué, les tempêtes solaires se sont produites moins souvent et l'activité globale s'est révélée beaucoup plus faible que prévu. Cela a surpris de nombreux experts, surtout compte tenu du fait que plus de 120 prévisions différentes (voir tableau 2.2) avaient été formulées en utilisant une variété de méthodes, allant des modèles physique, la statistique et même les tendances passées.

Ce qui a rendu le Cycle Solaire 24 encore plus fascinant, c'est la manière dont beaucoup de ces prévisions se sont révélées incorrectes en particulier pour ce qui est de prévoir son maximum. Lorsque le cycle a finalement atteint son max en 2014, le pic était plus faible que ce que la plupart des prévisions avaient anticipé. Cela a prouvé que même les modèles les plus avancés éprouvent encore des difficultés à comprendre pleinement le comportement du Soleil. Le comportement inattendu du Cycle 24 a incité les scientifiques à revoir de nombreuses idées sur le fonctionnement de l'activité solaire et comment améliorer les prévisions à l'avenir.

En moyenne, ces prévisions anticipaient un pic du nombre de taches solaires autour d'un interval [88 – 143], mais le véritable pic n'était qu'environ 116 taches Solaires. Cela signifie que l'activité observée était même inférieure à la fourchette la plus basse de quelques prévisions. Cela a également démontré que les prédictions étaient incohérentes, sans véritable concordance entre les diverses méthodes utilisées. Étant donné que ces méthodes de prévision étaient très variées et produisaient des résultats dispersés, faire une moyenne d'entre elles ne renseigne pas vraiment, cela ne représente pas une véritable résolution scientifique.

<b>Catégorie</b>	<b>Nombre de prédictions</b>	<b>Moyenne des taches Solaires</b>	<b>Intervalle du nombres des taches Solaires</b>
Climatologie (C)	18	105 ± 34	40-185
Climatologie récente (R)	4	143 ± 17	120-160
Modèles dynamos (D)	4	120 ± 44	80-168
Spectral (S)	18	101 ± 30	42-180
Réseaux de neurones (N)	3	133 ± 20	110-145
Précurseur (P)	28	118 ± 29	70-180
Géomagnétique	16	127 ± 26	75-180
aa	9	132 ± 19	97-160
Ap	7	120 ± 33	75-180
Solaire	12	108 ± 31	70-175
Champs polaires	3	88 ± 24	70-115
Autres données solaires	9	111 ± 29	74-175
Toutes méthodes	131	113 ± 32	40-185

Tab. 2.2 : Résumé des prévisions pour le Cycle Solaire 24 selon différentes méthodes (Pesnell, 2012).

Celui qui examine le combinaison désordonnée de prévisions faites pour le Cycle Solaire 24 ( voir figure 2.6) et l'écart souvent énorme entre ces prédictions et les événements réels ne manquerait pas de conclure que la capacité à anticiper les cycles solaires était alors encore basic. L'importante disparité entre les prévisions a mis en évidence qu'il était encore difficile pour les scientifiques de prédire de manière fiable l'activité solaire.

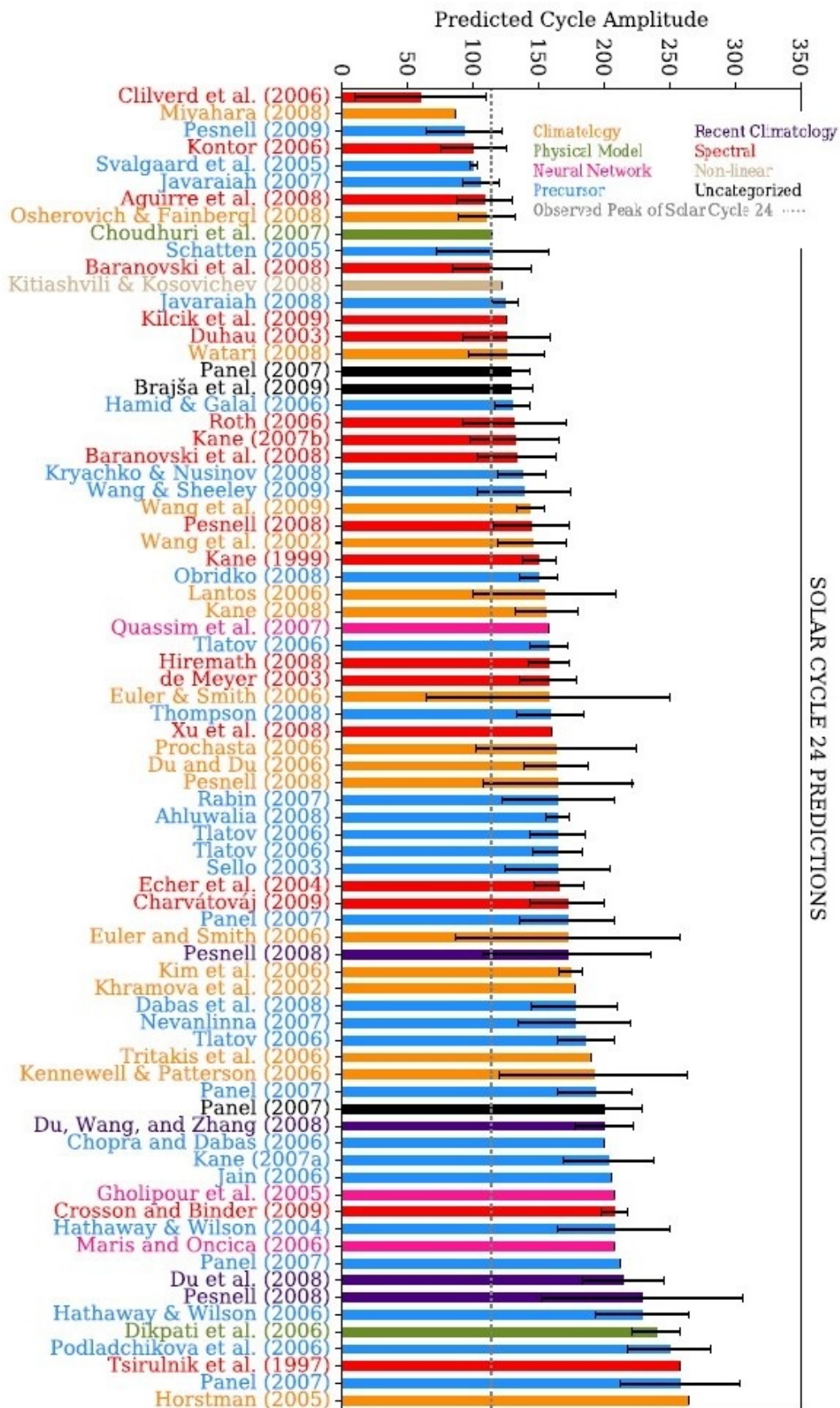


Fig. 2.6 : Prévisions du Cycle Solaire 24 par différents groupes, basées sur des méthodologies variées (Crédit : (Nandy, 2021)).

Avec le Cycle Solaire 24 derrière et un nouveau lot de prévisions pour le Cycle 25 effectué lors du récent minimum solaire, il est légitime de se demander : les prédictions ont réellement fait des progrès ? Les prévisions sont-elles plus précises aujourd'hui qu'elles ne l'étaient il y a dix ans ?

Le Cycle Solaire 25 a débuté en décembre 2019, et de nombreux modèles ont été proposés pour prévoir son amplitude maximale et sa date de pic. Un total de 53 prévisions ont été publiées entre 1983 et 2022, avec des valeurs variant largement entre 50 et 233 taches solaires ( voir figure 2.7).

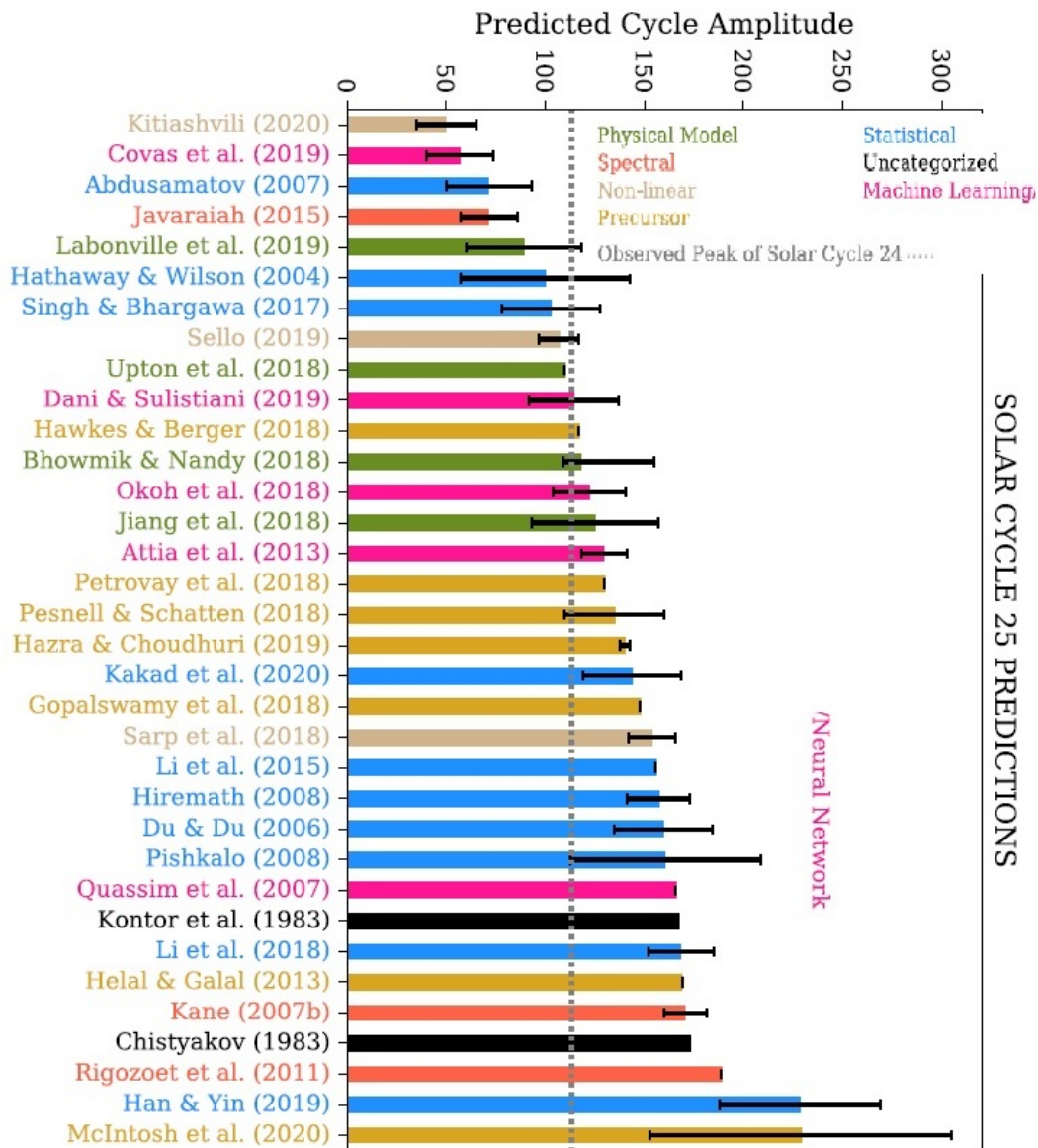


Fig. 2.7 : Prévisions du Cycle Solaire 25 par différents groupes, basées sur des méthodologies variées (Credit : (Nandy, 2021)).

Nous avons structuré les principales méthodes de prévision pour le Cycle Solaire 25 dans le tableau 2.3. Chaque méthode est accompagnée de son amplitude estimée en nombre de taches solaires, et des notes descriptives mettent en évidence les tendances et divergences majeures entre les approches.

<b>Méthode de prédiction</b>	<b>Amplitude pré- vue</b>	<b>Commentaires</b>
Modèles physiques (dynamo + SFT)	105–135	Prédictions modérées similaires à SC24, pic estimé vers 2024
Méthodes par extrapolation (distribution bimodale, séries temporelles)	135–170	Approches non linéaires et statistiques, souvent avec pics plus élevés
Méthodes de précurseurs (champs polaires, activité géomagnétique)	118–145	Basées sur l'activité précédant le minimum solaire; certaines prévoient un cycle unimodal
Réseaux de neurones / IA	120–135	Combinaison de régression et apprentissage machine; pas nécessairement meilleures
Méthodes avec prédiction très forte	>200	Forte minorité; souvent issues de modèles atypiques ou empiriques
Méthodes avec prévision très faible	<95	Utilisent parfois modèles empiriques ou extrapolations pessimistes
<b>Nombre total de prévisions recensées : 53    Période de publication : 1983–2022</b>		

Tab. 2.3 : Résumé des prévisions du Cycle Solaire 25 selon les différentes méthodes utilisées.

Pour conclure, la méthode des précurseurs s'est avérée être la plus fiable pour prédire le cycle solaire 24. Quant au cycle 25, les méthodes d'extrapolation ont présenté un meilleur alignement avec les observations jusqu'à présent, bien que le pic du cycle ne soit pas encore survenu. Cela met en évidence qu'aucune méthode unique ne surpasse systématiquement les autres. Tous présentent des avantages et des inconvénients selon le contexte, et forecaster l'activité solaire demeure un défi complexe qui nécessite probablement une combinaison de plusieurs méthodes.

## Chapitre 3

# PREDICTION DU CYCLE D'ACTIVITE SOLAIRE 26 AVEC LE PRECURSEUR SODA

Il est largement accepté que l'activité solaire, estimée à partir d'indices directs et indirects (Usoskin, 2023 ; Clette et al., 2023), montre des variations temporelles sur des échelles de temps allant de l'interannuel au millénaire (Hathaway, 2015). Les phénomènes associés (vent solaire, éruptions solaires, éjections de masse coronale et particules solaires énergétiques) ont des impacts directs sur l'espace interplanétaire, la magnétosphère et l'ionosphère (Liu et al., 2011 ; Kutiev et al., 2013). Récemment, en mai de l'année 2024, les éjections de masse coronale provenant de groupe de taches solaires AR3664 ont produit des aurores visibles dans des régions exceptionnellement basses en latitude (Witze, 2024).

Des tempêtes plus intenses peuvent avoir un impact significatif sur nos technologies basées sur l'électronique, en particulier les systèmes spatiaux, qui sont les plus vulnérables (Riley et al., 2018). De tels événements énergétiques se sont produits dans le passé, comme la grande tempête géomagnétique de septembre 1859, connues sous le nom de **l'événement Carrington** (Carrington, 1859 ; Hayakawa et al., 2019), en mai 1921 (Hapgood, 2019), et même près d'un minimum solaire comme en 1903 (Hayakawa et al., 2020).

Malgré les mécanismes complexes qui sous-tendent ces phénomènes, certaines études montrent que les occurrences d'éjections de masse coronale suivent globalement le cycle solaire (e.g., Lamy et al., 2019). Ainsi, en plus des prévisions à court terme de ces événements énergétiques solaires brutaux (Georgoulis et al., 2024), les prévisions à long terme des différents paramètres des cycles solaires réguliers (amplitude, forme, période, asymétrie hémisphérique, moment du pic, etc.) sont devenues de plus en plus cruciales et représentent un véritable défi pour les chercheurs.

La méthode du précurseur polaire, comme suggéré initialement par Schatten et al. (1978), ne fonctionnait bien qu'autour du minimum du cycle. En raison de ce problème, Schatten and Pesnell (1993) a proposé une nouvelle méthode basée sur un nouvel indice. Ce dernier doit être aussi stable que possible au cours des phases du cycle, ce qui est possible en supprimant la modulation de 11 ans. Cela est réalisé en combinant la force du champ polaire et le flux F10.7 pour l'indice SODA (SOlar Dynamo Amplitude) et le nombre total de taches solaires lissées sur 13 mois et les facules polaires (FI) pour l'indice XSODA (SODA étendu). Cette approche a démontré son efficacité pour les cycles passés et a été réutilisée pour prédire le cycle 25 (Pesnell and Schatten, 2018; Pesnell, 2020).

En s'appuyant sur les techniques SODA et XSODA, nous présentons une approche innovante pour la prévision à long terme de l'activité solaire. Cette approche vise à réduire l'impact des modulations de Gleissberg à l'échelle centennale ainsi que les variations du cycle de Schwabe sur 11 ans. Afin de mettre en évidence les tendances plus fortes et de plus faible variabilité, les composantes de haute variabilité de ces cycles sont filtrées du signal, sans être physiquement annihilées.

Pour prédire le pic du cycle solaire 26, nous introduisons une technique complémentaire qui se concentre sur la minimisation de la variabilité de l'amplitude de l'indice à long terme. Cette méthode, que nous appelons la méthode de la fluctuation minimale, vise à identifier la composante de la tendance qui reste la plus stable dans le temps. Ce faisant, elle réduit l'influence des transitoires bruyants et améliore la fiabilité des prévisions à long terme. L'idée de base est que la composante la moins fluctuante reflète l'aspect le plus déterministe de l'activité solaire, offrant ainsi une base solide pour l'estimation de l'amplitude du cycle.

### 3.1 INDICES SODA ET XSODA

Schatten and Pesnell (1993) a introduit l'”Solar Dynamo Amplitude” (SODA) comme une quantité stable dans le temps, de manière à ce que son estimation au minimum du cycle solaire permette de déduire l'amplitude du prochain maximum solaire. À cette fin, ils ont utilisé le flux radio solaire F10.7 comme mesure du champ toroidal du Soleil et les mesures du champ magnétique polaire du Soleil  $B_{pol}$  comme indicateur du champ poloidal. Sachant que les oscillations des composantes toroidal et poloidal du champ magnétique présentent un décalage temporel et s'inspirant des variations des énergies potentielle et cinétique d'un oscillateur harmonique simple, où l'énergie totale conservée est écrite sous la forme  $E \sin^2 wt + E \cos^2 wt = E$ , Schatten and Pesnell (1993) a choisi la combinaison suivante pour construire l'indice SODA :

$$SODA = \alpha + \beta \sqrt{\left(\frac{B_{pol}(t)}{\gamma}\right)^2 + \left(\frac{F10.7(t) - \alpha}{\beta}\right)^2} \quad (3.1)$$

$$= \alpha + \sqrt{\left(\frac{\beta}{\gamma} \cdot B_{pol}(t)\right)^2 + (F10.7(t) - \alpha)^2} \quad (3.2)$$

où  $\alpha$ ,  $\beta$  et  $\gamma$  sont des constantes réelles positives. Il est bien connu que le cycle solaire de 11 ans est le plus marqué dans l'évolution du champ magnétique du Soleil. Pour cette raison, afin d'obtenir un indice à variation lente, les valeurs de ces paramètres sont obtenues de manière optimale en réduisant la puissance du cycle solaire de 11 ans dans la transformée de Fourier de l'indice SODA. La formule résultante est (Pesnell and Schatten, 2018).

$$SODA = 67 + \sqrt{\left(\frac{162}{1.28} B_{pol}(t)\right)^2 + (F10.7(t) - 67)^2}. \quad (3.3)$$

Une autre version de l'indice SODA, appelée l'Amplitude du Dynamo Solaire Étendue” (XSODA), est formulée de la même manière (Schatten and Pesnell, 1993).

$$XSODA = 190 \sqrt{\left(\frac{FI(t)}{90.2}\right)^2 + \left(\frac{SN(t)}{190}\right)^2} \quad (3.4)$$

Ici,  $SN$  est le nombre de taches solaires lissé utilisé comme indicateur du champ toroidal, et  $FI$  est l'indice des facules, qui est le nombre total de facules polaires nord et sud choisi comme mesure du champ poloidal.

## 3.2 COMPOSITION DE SODA ET XSODA

Dans cette section, nous présentons les indices constituant SODA et XSODA, en détaillant les données utilisées ainsi que les traitements appliqués afin d'assurer leur cohérence, leur alignement temporel et leur intégration logique au sein de notre approche.

### 3.2.1 SODA

Pour la méthode SODA, deux indicateurs seront utilisés. En premier, nous utiliserons **la mesure des valeurs F10.7** ajustées quotidiennes (un indicateur du champ toroidal qui utilise le flux radio solaire à 10.7 cm) provenant du site web suivant : <https://celestrak.org/SpaceData/SpaceWx-format.php>. Les mesures quotidiennes ont été moyennées pour obtenir des données annuelles et sont présentées sur la figure 3.1.

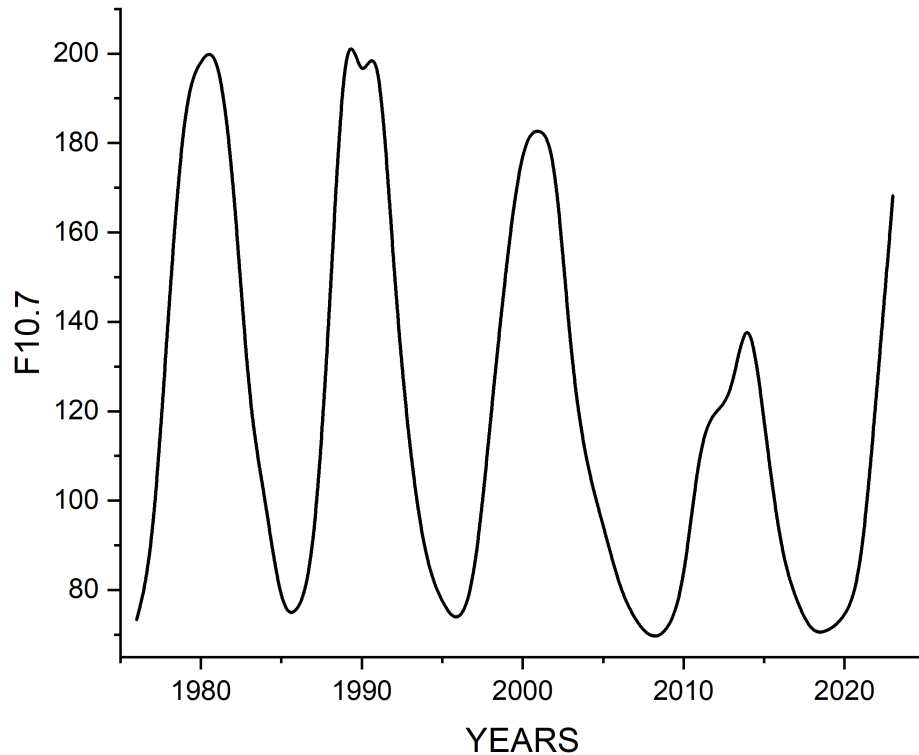


Fig. 3.1 : Données annuelles de F10.7 de 1976 à 2023.

Le deuxième indicateur utilisé pour SODA est **le champ magnétique polaire quotidien**, qui a été mesuré à l'Observatoire solaire Wilcox depuis 1975 <http://wso.stanford.edu/Polar.html>. Nous avons utilisé le tableau de valeurs prise sur le site du WSO. Nous avons pris des données moyennes annuelles pour obtenir une mesure par an ; les données annuelles du champ polaire solaire  $|B_p|$  sont présentées sur la figure. 3.2.

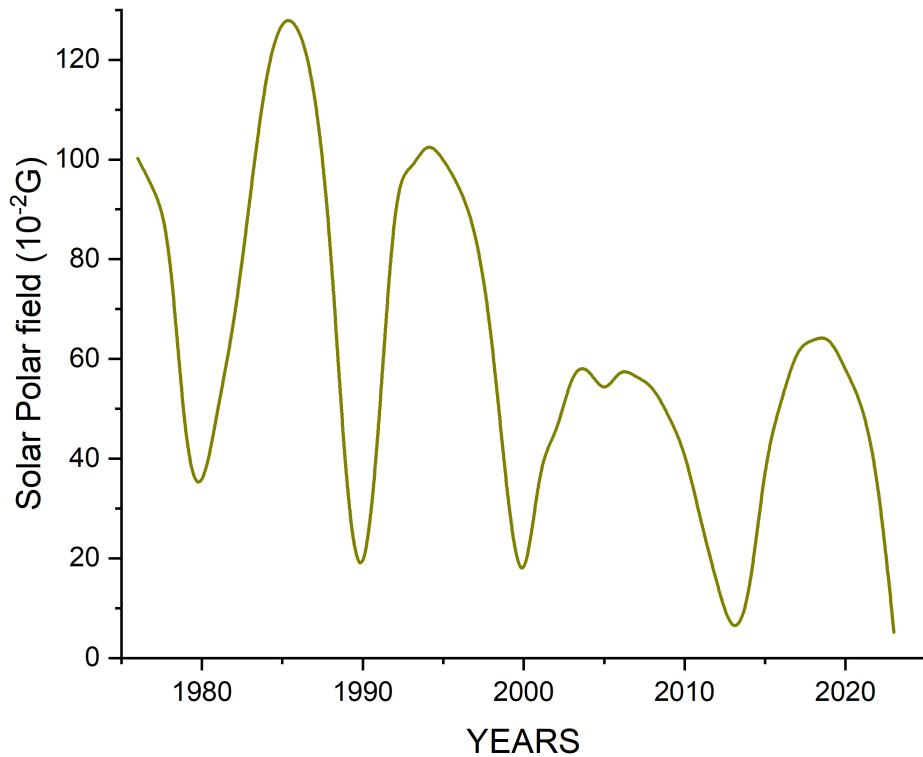


Fig. 3.2 : Valeurs annuelles du champ polaire solaire  $|B_p|$  de 1976 à 2023.

### 3.2.2 XSODA

L'indice XSODA est la combinaison de deux indicateurs de l'activité solaire. Le premier est **la série de mesures des facules polaires** qui s'étend sur 100 ans (1906–2007), elle a été réalisée à l'Observatoire de Mount Wilson (MWO). Cet ensemble de données a été compilé, calibré et validé par Muñoz Jaramillo et al. (2012) en utilisant la méthodologie suivante : Sheeley (comme décrit dans Muñoz Jaramillo et al. (2012) et Sheeley Jr (1964)) a sélectionné les cinq meilleures images du MWO pour chaque période d'observation. Les observations ont été réalisées deux fois par an : du 15 février au 15 mars pour le pôle sud et du 15 août au 15 septembre pour le pôle nord, correspondant aux périodes de meilleure visibilité pour chaque pôle, comptant les facules polaires visibles et calculant la moyenne des cinq images pour déterminer la mesure. Pour garantir la cohérence, les campagnes de réduction de données du 1<sup>er</sup> (Sheeley Jr (1964)), du 2<sup>ème</sup> (Sheeley Jr (1976)) et du 4<sup>ème</sup> (Sheeley Jr (2008)) ont été calibrées par Muñoz Jaramillo et al. (2012) selon la troisième campagne de Sheeley Jr. (voir Sheeley Jr (1991)). Enfin, la fiabilité des mesures a été confirmée en les comparant aux données modernes collectées par le Michelson-Doppler Imager (MDI) lancé en 1996 à bord du satellite Solar and Heliospheric Observatory (SOHO). Ce processus de validation rigoureux

met en évidence la robustesse scientifique de cet ensemble de données d'un siècle.

Dans notre étude, nous élargissons les données des facules polaires jusqu'à l'année 2023. Pour ce faire, nous procédons comme suit : tout d'abord, nous avons rassemblé les données du champ polaire solaire du WSO en unités de Gauss, mesurées depuis 1976 (la première mesure du champ polaire WSO) jusqu'en 2007 (la dernière mesure des données des facules polaires MWO), puis nous avons multiplié ces données par le facteur de correction 1.8 en raison de la saturation du magnétographe causée par des miroirs poussiéreux (Svalgaard, Duvall, and Scherrer, 1978). Notez que la corrélation entre les facules polaires MWO et le champ polaire solaire WSO a déjà été signalée par Sheeley Jr (2008). Ensuite, afin d'étudier la corrélation entre les facules polaires et le champ polaire, nous sélectionnons uniquement les mesures quotidiennes du champ polaire WSO pour le pôle correspondant, prises entre le 15 février et le 15 mars ainsi que du 15 août au 15 septembre de chaque année, et nous avons fait une moyenne pour obtenir seulement deux données par an qui correspondent aux données des facules polaires (nous avons pris la valeur absolue des observations du champ polaire). La figure 3.3 montre que les facules polaires MWO et le champ polaire WSO sont fortement corrélés ( $r = 0.99$ ) avec un ajustement linéaire ayant une pente de 0.175 qui passe par l'origine (0, 0). L'extension des données des facules polaires jusqu'à l'année 2023 peut être réalisée facilement en suivant les mêmes étapes que ci-dessus en utilisant le champ polaire WSO de 2007 à 2023 et en le divisant par le facteur 0.175.

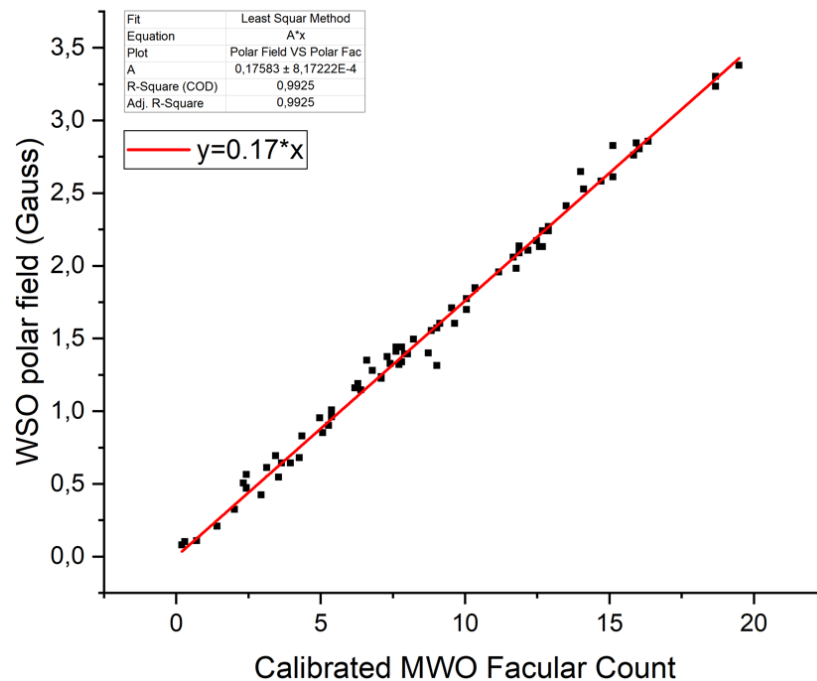


Fig. 3.3 : Comparaison du champ polaire WSO avec le comptage des facules MWO avec un ajustement linéaire  $y = Ax$ . Le coefficient de corrélation est  $r = 0.99$ .

La figure 3.4 montre toutes les données des facules de 1906 à 2023, où les deux derniers cycles sont ceux que nous avons obtenus à partir des données étendues. Nous avons appliqué un filtre FFT (Fourrier function transformation) passe-bas avec une fréquence de coupure de  $\nu = 3\text{an}^{-1}$  pour éliminer les plus petites fluctuations et conserver les caractéristiques importantes de la tendance.

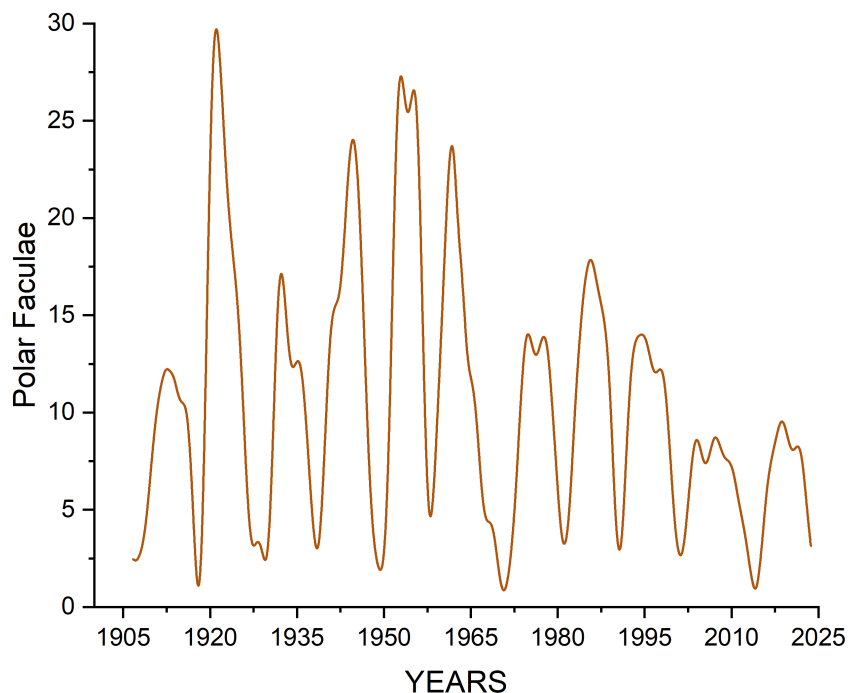


Fig. 3.4 : Facules polaires de 1906 à 2023. Application d'un filtre FFT de 0.33 Hz.

Le deuxième indicateur de l'indice XSODA est **le nombre des taches solaires**, ce dernier est présenté avec des données quotidiennes (provenant de la base de données SILSO <https://www.sidc.be/SILSO/datafiles>) que nous devons faire correspondre aux données des facules polaires. Pour cela nous avons suivi la même approche faite avec les facules. Nous avons pris le nombre quotidien de taches solaires pour les périodes concernées (15 février - 15 mars et 15 août - 15 septembre), puis nous avons fait une moyenne pour obtenir deux mesures par an, comme le montre la figure. 3.5.

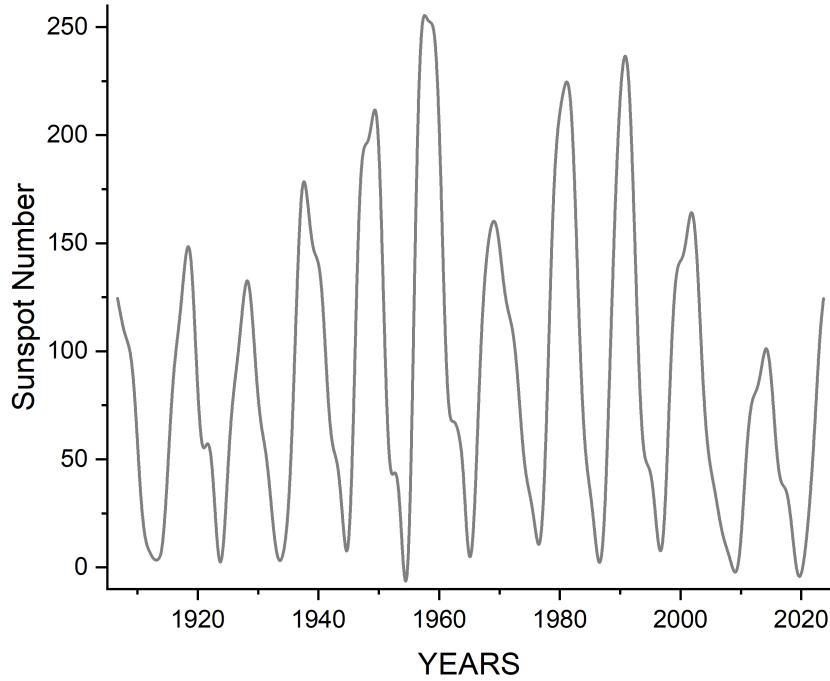


Fig. 3.5 : Données sur le nombre de taches solaires de 1906 à 2023. Application d'un filtre FFT de 0,33 Hz.

### 3.3 PRINCIPE DES FLUCTUATIONS MINIMALES

Dans cette section, nous introduisons une propriété fondamentale des fonctions dérivables (Ross, 2013), qui sera d'un grand intérêt dans les parties suivantes de ce chapitre. Cette propriété conduira au principe des fluctuations minimales, ainsi, le principal objectif est de stabiliser une fonction en minimisant ses variations dans le temps.

Considérons une fonction réelle  $S(t)$  de classe  $C^1$  dans le domaine  $[t_1, t_2]$ . Dans de telles conditions, nous avons l'équivalence suivante.

$$\int_{t_1}^{t_2} \left( \frac{dS(t)}{dt} \right)^2 dt = 0 \Leftrightarrow S(t) \text{ est une fonction constante sur } [t_1, t_2]. \quad (3.5)$$

Afin de prouver cette proposition, raisonnons par l'absurde : supposons que

$$\int_{t_1}^{t_2} \left( \frac{dS(t)}{dt} \right)^2 dt = 0 \quad (3.6)$$

et que  $S(t)$  n'est pas constant dans l'intervalle  $[t_1, t_2]$ . En d'autres termes, il existe au moins

$\tilde{t} \in [t_1, t_2]$  pour lequel

$$\left. \frac{dS(t)}{dt} \right|_{t=\tilde{t}} \neq 0 \quad (3.7)$$

même si

$$\int_{t_1}^{t_2} \left( \frac{dS(t)}{dt} \right)^2 dt = 0 \quad (3.8)$$

En raison de la continuité de la fonction  $\frac{dS}{dt}$  à  $t = \tilde{t}$ , il doit exister un réel  $\varepsilon > 0$  tel que  $\frac{dS}{dt} \neq 0$  dans l'intervalle  $[\tilde{t} - \varepsilon, \tilde{t} + \varepsilon] \subset [t_1, t_2]$ . Ainsi,  $\left( \frac{dS(t)}{dt} \right)^2 > 0$  pour tout  $t \in [\tilde{t} - \varepsilon, \tilde{t} + \varepsilon]$ . L'intégration sur le domaine  $[t_1, t_2]$  conduit à

$$\int_{t_1}^{t_2} \left( \frac{dS(t)}{dt} \right)^2 dt \geq \int_{\tilde{t}-\varepsilon}^{\tilde{t}+\varepsilon} \left( \frac{dS(t)}{dt} \right)^2 dt > 0, \quad (3.9)$$

ce qui est en contradiction avec l'hypothèse initiale  $\int_{t_1}^{t_2} \left( \frac{dS(t)}{dt} \right)^2 dt = 0$ . Cela signifie que  $\frac{dS(t)}{dt} = 0$  dans  $[t_1, t_2]$ , donc  $S(t)$  doit être une fonction constante dans ce domaine.

La situation devient intéressante si une fonction  $S(t, a, b, c) \in C^1[t_1, t_2]$  dépend d'un ensemble de paramètres  $\{a, b, c\}$ . En effet, afin d'approximer la fonction constante, il est possible d'utiliser la propriété ci-dessus et d'affirmer que les paramètres optimaux peuvent être obtenus en minimisant l'intégrale suivante.

$$\text{Min} \int_{t_1}^{t_2} \left( \frac{dS(t, a, b, c)}{dt} \right)^2 dt. \quad (3.10)$$

C'est ce que nous appelons le principe des fluctuations minimales, qui peut être utilisé pour réduire les variations de la fonction  $S(t)$  dans l'intervalle  $[t_1, t_2]$ .

### 3.3.1 Nouvelle estimation de SODA et XSODA

Pour réduire les fluctuations temporelles des formules de SODA et XSODA, Schatten and Pesnell (1993) a choisi les paramètres de manière à minimiser le spectre de puissance de 11 ans. En revanche, notre approche utilise directement le principe des variations minimales introduit dans la section 3.3, sans avoir besoin de la transformée de Fourier. En d'autres termes, Schatten et Pesnell ont travaillé dans l'espace des fréquences pour réduire les fluctuations temporelles, tandis que pour notre cas, nous avons travaillé directement dans l'espace temporel pour atteindre le même objectif. Pour ce faire, nous avons utilisé la formule (3.1) pour minimiser la somme discrète.

$$\sum_i \left( \frac{d}{dt} SODA \right)^2 \Big|_{t=t_i}. \quad (3.11)$$

Nos calculs sont réalisés avec le logiciel R (voir Annexe ??). En effet, plusieurs tests ont

été effectués en prenant les valeurs des paramètres dans de grands intervalles centrés sur les valeurs déjà obtenues par Schatten and Pesnell (1993) afin de minimiser l'expression 3.11. Cela nous a permis d'obtenir la formule suivante de l'indice SODA.

$$SODA = 57.98 + \sqrt{(1.29B_{pol}(t))^2 + (F10.7(t) - 57.98)^2}, \quad (3.12)$$

Avec  $\alpha = 57.98$  et  $\beta/\gamma = 1.29$ . Ces résultats, en bon accord avec ceux de Pesnell and Schatten (2018), comme le montre la figure 3.6, qui illustre l'efficacité de notre méthode. On précise que  $B_p$  est en unités de  $10^{-2}$  Gauss.

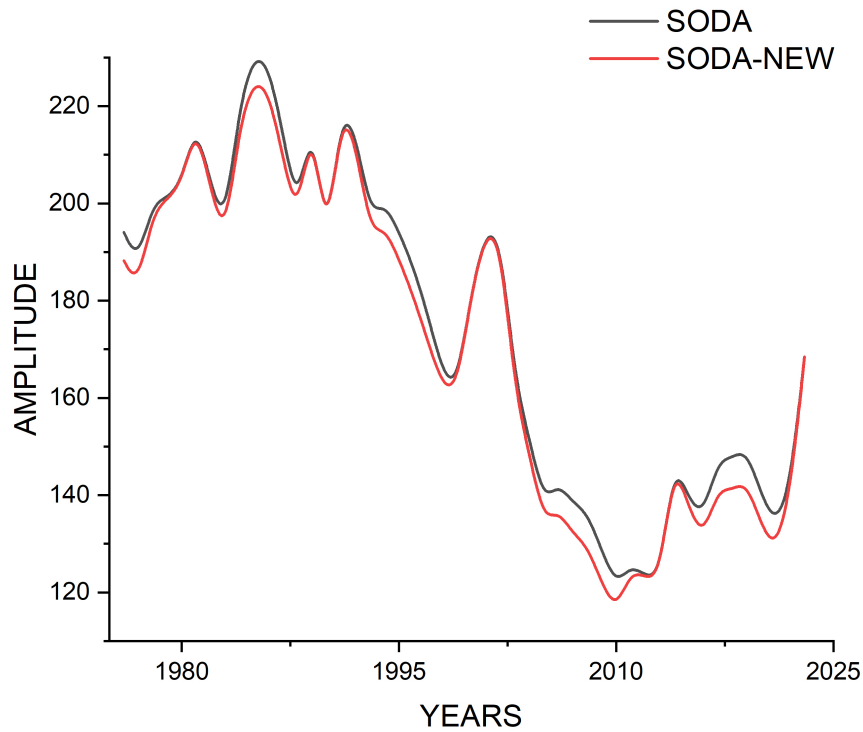


Fig. 3.6 : SODA vs nouveau SODA obtenu avec la méthode des fluctuations minimales.

L'approche précédente peut être adoptée avec l'indice XSODA, c'est-à-dire minimiser la somme  $\sum_i \left( \frac{d}{dt} XSODA \right)^2 \Big|_{t=t_i}$  pour obtenir la formule.

$$XSODA = 42 + \sqrt{(6.85FI(t))^2 + (SN(t) - 42)^2}. \quad (3.13)$$

Malgré les différences dans les ensembles de données, nous avons observé des similitudes entre les graphes XSODA de Schatten and Pesnell (1993) et notre version de cet indice (voir figure 3.7), en particulier lors de la comparaison de la même période allant de 1906 à 1990.

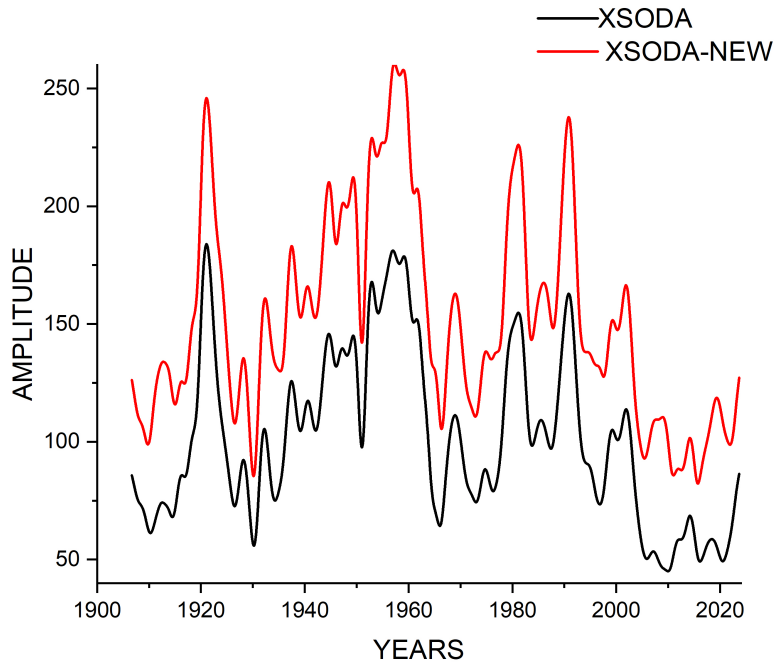


Fig. 3.7 : XSODA vs nouveau XSODA obtenu avec la méthode des fluctuations minimales.

Bien que notre approche soit réalisée dans l'espace temporel, cela n'a pas empêché la réduction du cycle solaire de 11 ans par rapport à l'approche de Pesnell and Schatten (2018). Ceci est présenté sur le spectre de puissance de les figures 3.8 et 3.9 .

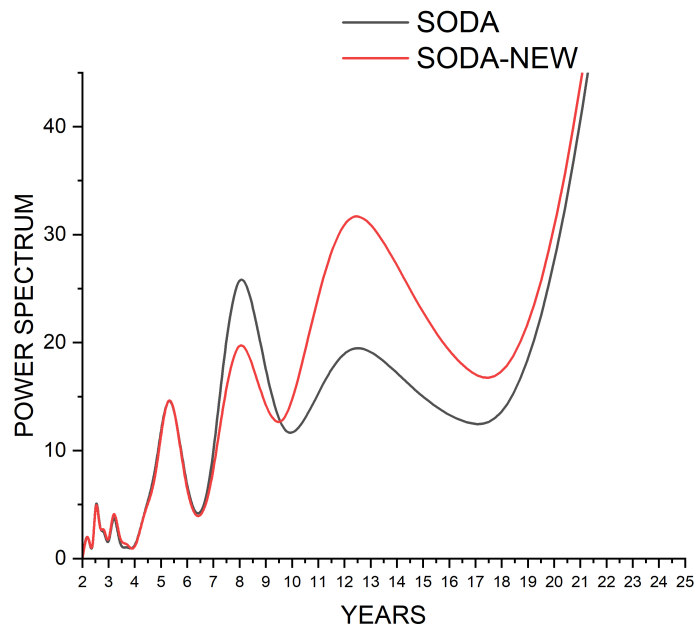


Fig. 3.8 : Comparaison de l'analyse du spectre de puissance de SODA et de la nouvelle version de SODA.

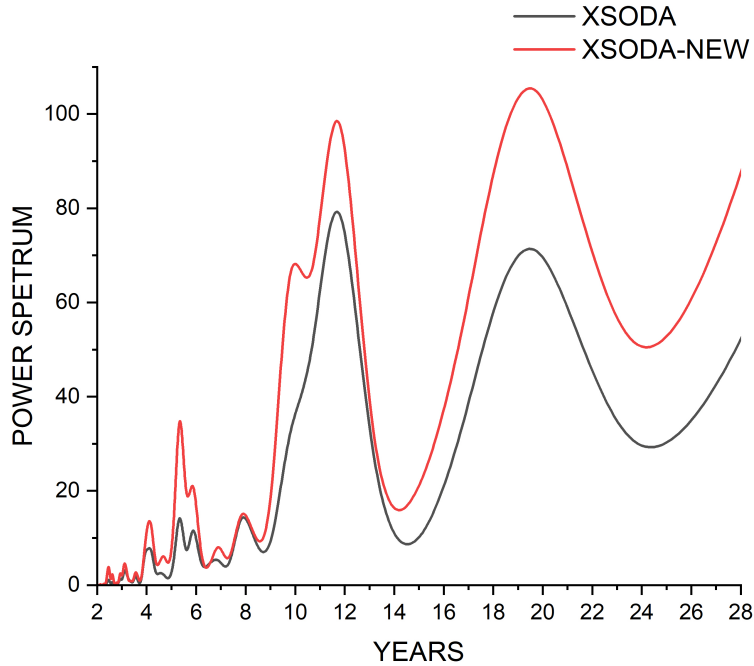


Fig. 3.9 : Comparaison de l'analyse du spectre de puissance de XSODA et de la nouvelle version de XSODA.

### 3.4 MODULATION A LONG TERME : AU-DELA DU CYCLE DE 11 ANS

L'amélioration de la stabilité de l'indice SODA est souhaitée pour obtenir de meilleures prévisions. Pour obtenir une réduction plus significative de ses variations temporelles, nous allons d'abord ajuster son évolution dans le temps par la fonction suivante :

$$g(t) = y_0 F(t) = y_0 (1 + K \sin^2(\frac{\pi}{T}t + \phi)) \quad (3.14)$$

où  $y_0$  est la valeur moyenne de la fonction,  $y_0 K$  un facteur d'échelle,  $T$  est la période et  $\phi$  représente un décalage de phase.

Nous pouvons voir d'après les figures 3.6 et 3.7 que le comportement global de SODA et XSODA semble exhiber un comportement sinusoïdal avec une longue périodicité. Étant donné que différentes sources solaires présentent des périodicités comparable à la période du cycle de Gleissberg (Peristykh and Damon (2003), Gleissberg (1944)), nous avons fixé la valeur de notre paramètre d'ajustement  $T$ .

Pour déterminer  $T$ , nous avons appliqué le périodogramme de Lomb–Scargle généralisé (Ruf (1999)) sur le nombre total moyen de taches solaires mensuelles (SN). Le périodogramme de Lomb-Scargle des données peut être vu sur la figure 3.10. Notre analyse a révélé

une périodicité  $T = 98.06$  ans à un niveau de signification de 0.01.

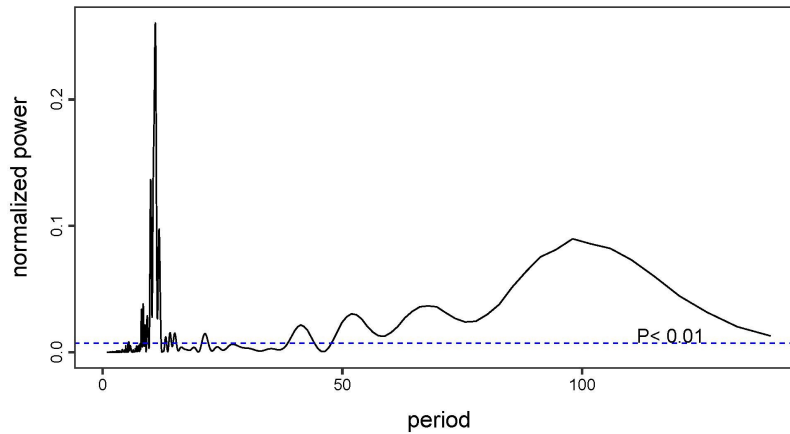


Fig. 3.10 : Périodogramme de Lomb-Scargle du nombre total moyen de taches solaires mensuelles, dans la plage de période de 1 à 140, avec un niveau de signification de 99%.

La normalisation de l'indice SODA par cette fonction d'ajustement a produit une fonction plus stable dans le temps avec moins de fluctuations (figure 3.11).

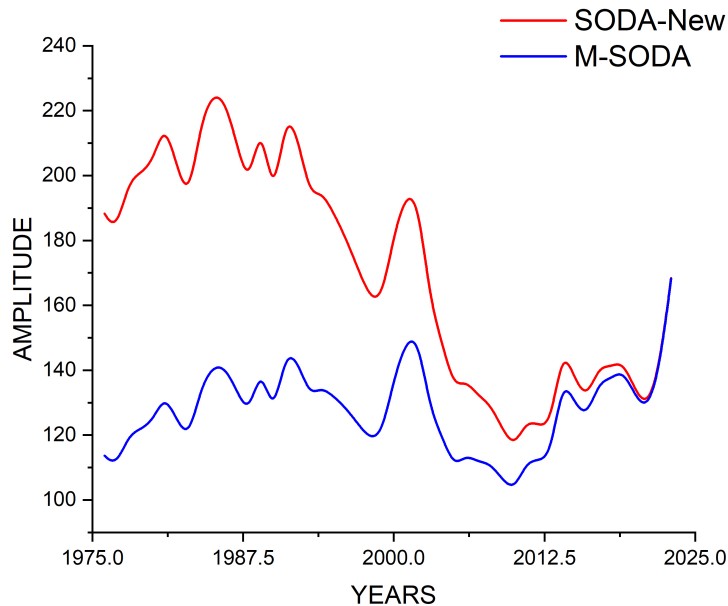


Fig. 3.11 : Le nouvel indice SODA aux côtés de l'indice SODA modulé obtenu (ligne bleue).

Pour tenir en compte cette modulation à long terme, nous avons proposé une nouvelle fonction (MSODA), qui devrait produire un indice plus stable dans le temps avec moins de

fluctuations.

$$MSODA = \frac{SODA}{F(t)} = \frac{SODA}{1 + K \sin^2\left(\frac{\pi}{T}t + \phi\right)}, \quad (3.15)$$

où  $K$  et  $\phi$  sont les paramètres obtenus en ajustant notre nouvel indice SODA en utilisant l'équation 3.14, comme le montre sur la figure 3.12. En utilisant la méthode des moindres carrés mise en œuvre avec OriginLab, nous déduisons les valeurs suivantes pour les deux paramètres :  $K = 0.657 \pm 0.080$  et  $\phi = 1.116 \pm 0.098$ .

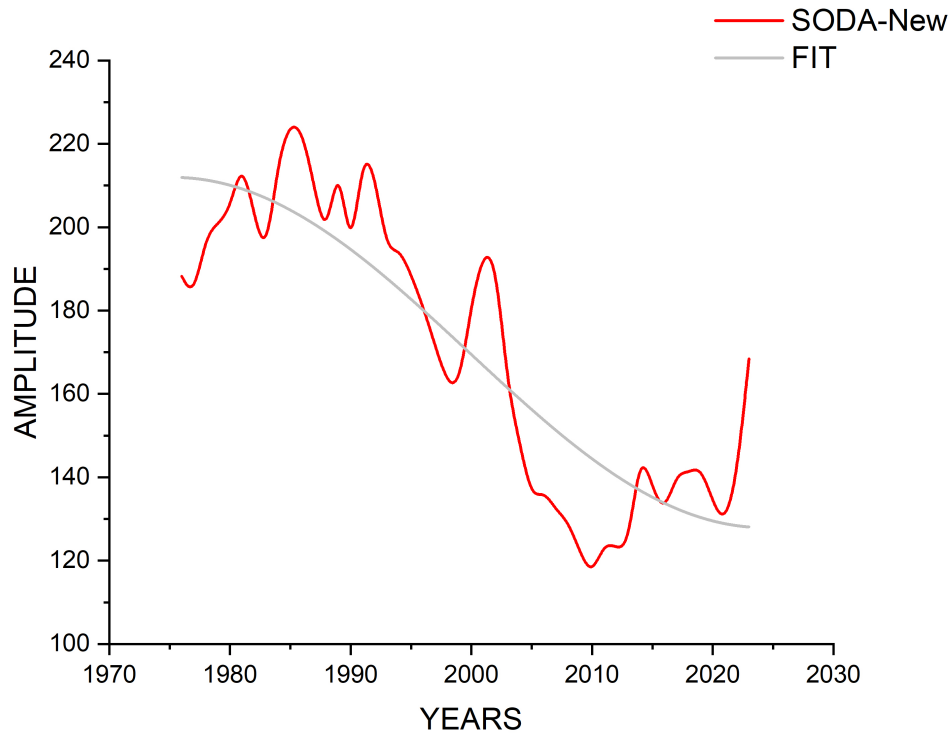


Fig. 3.12 : Le nouvel indice SODA (ligne rouge) et sa fonction d'ajustement (ligne grise).

L'efficacité du MSODA repose sur l'analyse du spectre de puissance montrée sur la figure 3.13. En effet, le modèle MSODA montre de meilleurs résultats par rapport à l'indice SODA. En particulier, les densités spectrales à différentes fréquences sont significativement réduites après la modulation.

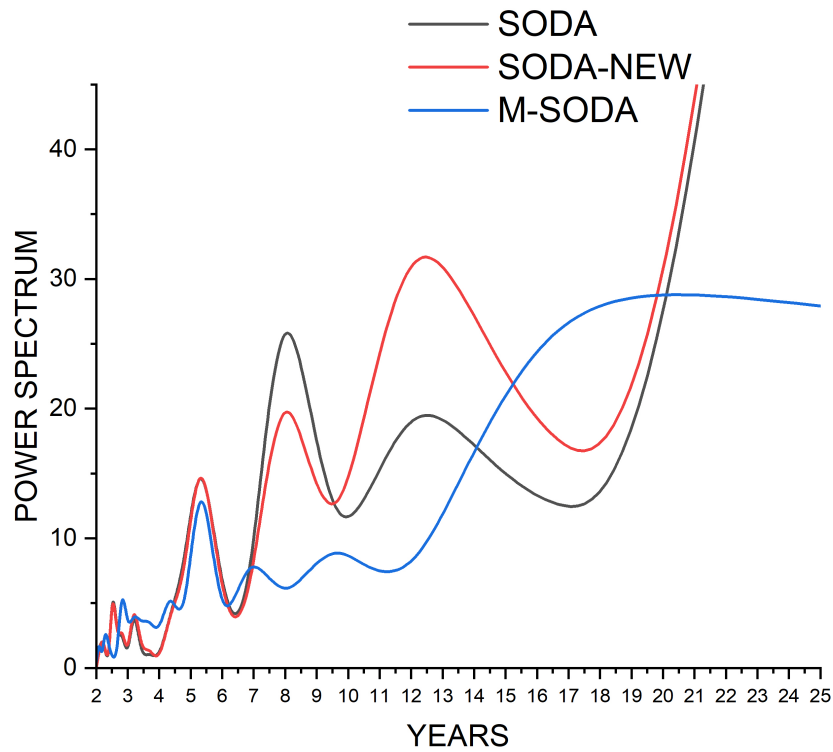
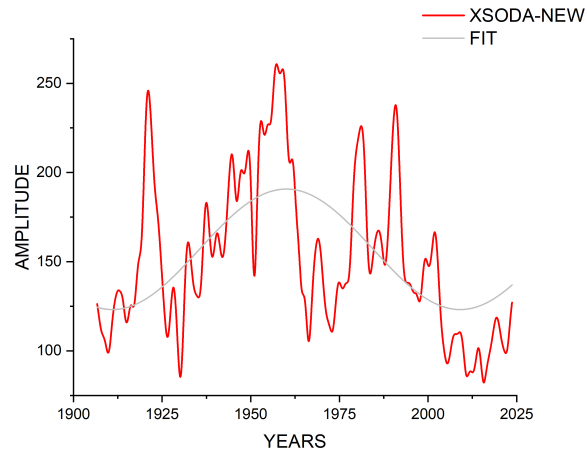


Fig. 3.13 : Analyse spectrale du nouvel indice SODA (ligne rouge), de l'indice modulé (ligne bleue) et de l'indice obtenu par Pesnell and Schatten (2018) (ligne noire).

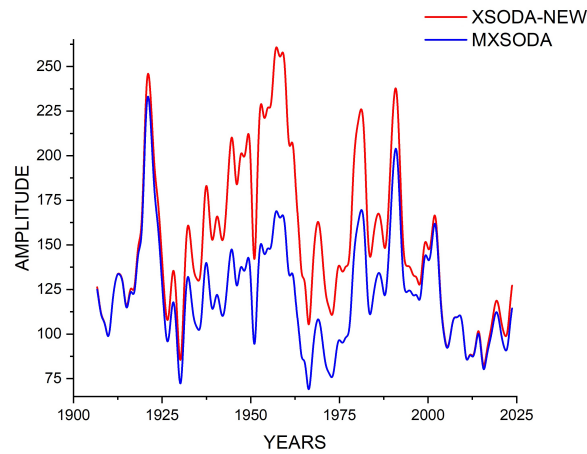
Pour obtenir une réduction plus significative des fluctuations temporelles de l'indice XSODA, ce dernier doit être modulé par la même fonction  $g(t)$  3.14 (avec des paramètres différents) qui nous permet d'obtenir MXSODA comme le montre la figure 3.14a.

$$MXSODA = \frac{XSODA}{F(t)} = \frac{XSODA}{1 + K \sin^2\left(\frac{\pi}{T}t + \phi\right)}, \quad (3.16)$$

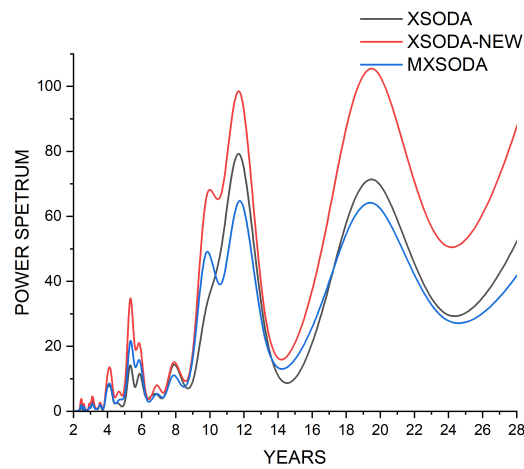
avec  $K=0.549 \pm 0.069$  et  $\phi=1.605 \pm 0.054$



(a) Nouvel indice XSODA (ligne rouge) et sa fonction d'ajustement (ligne grise).



(b) Nouvel indice XSODA aux côtés de l'indice SODA modulé obtenu (ligne bleue).



(c) Analyse spectrale du nouvel indice XSODA (ligne rouge), de l'indice modulé (ligne bleue) et de l'indice obtenu par Schatten and Pesnell (1993) (ligne noire).

Fig. 3.14 : Nouvel indice XSODA.

En comparant les deux lignes de la figure 3.14b, on doit noter que MXSODA est significativement plus stable que XSODA, ce qui est le résultat souhaité. En effet, on remarque sur les spectres de puissances de XSODA et MXSODA sur la figure 3.14c une réduction des fréquences associées au cycle de 11 ans et à d'autres oscillations.

### 3.4.1 Validation du modèle

La puissance et l'efficacité d'une méthode pour prédire un phénomène doivent nécessairement passer par une étape préliminaire et cruciale qui consiste d'abord à reproduire ce phénomène avec précision en remontant dans le temps et donc à faire correspondre les données et les observations déjà établies.

Le SODA, qui dépend de  $B_p$  et  $F10.7$  suivant l'équation (3.12), présente une variation cyclique, qui est sous la forme (3.15), c'est-à-dire  $SODA(t) = MSODA \times F(t)$ . Les paramètres de  $F(t)$  sont estimés en utilisant les données SODA disponibles (1976-2023). D'autre part,  $MSODA$  est la partie supposée stable, c'est la raison pour laquelle nous avons décidé de prendre sa valeur moyenne  $MSODA \simeq \overline{MSODA} = 127.95 \pm 13.27$ .

Maintenant, il est possible de déterminer la valeur de SODA correspondant à l'année du pic solaire que nous recherchons.

$$SODA(t_{max}) = \overline{MSODA} \times F(t_{max}). \quad (3.17)$$

Pour le cycle solaire 20, l'année du pic est  $t_{max} = 1968, 874$  selon le nombre total de taches solaires mensuelles lissé sur 13 mois de SILSO <https://www.sidc.be/SILSO/cyclesminmax>. En considérant qu'au maximum du cycle solaire,  $B_p$  est nul, l'équation (3.12) nous permet alors d'écrire.

$$SODA(t_{max}) \simeq F10.7(t_{max}). \quad (3.18)$$

Pour trouver la valeur de SN, nous exploitons la relation de corrélation entre SN (le nombre total de taches solaires mensuelles lissé sur 13 mois) et l'indice F10.7 (voir la figure 3.15).

$$SN(t) = 1.358 \times F10.7(t) - 78.238 \quad (3.19)$$

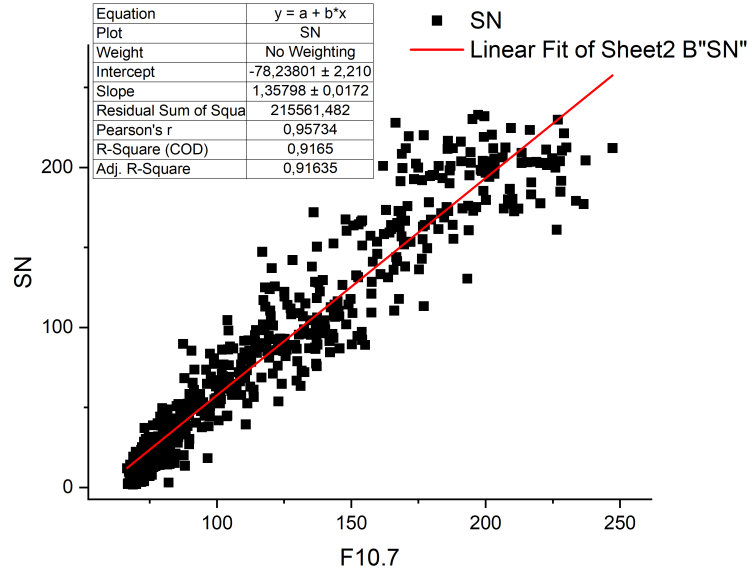


Fig. 3.15 : Graphique du nombre de taches solaires SN en fonction de l'indice F10.7 avec un coefficient de corrélation de Pearson de  $r = 0.957$ .

Nous obtenons un nombre de taches solaires pour le maximum du cycle solaire 20 :  $SN = 204.9$ . Pour le même pic, la valeur de SN basée sur la série temporelle du nombre total de taches solaires mensuelles lissée sur 13 mois provenant du site SILSO est de 156.6.

La disparité relativement importante entre ces deux valeurs peut s'expliquer par l'insuffisance des données, qui couvrent presque 50 ans (1976-2023) utilisées dans ce modèle, ainsi que par l'utilisation d'une valeur moyenne de MSODA, empêchant ce dernier de saisir efficacement les variations à long terme des amplitudes des cycles solaires.

La même procédure est appliquée au modèle XSODA et les données utilisées dans SO-DA sont remplacées par le nombre de taches solaires et les faculae polaires de 1906 jusqu'à présent. MXSODA est également supposé être stable, donc nous prenons sa valeur moyenne  $MXSODA \simeq \overline{MXSODA} = 123.12 \pm 30.39$ . Ce modèle, en revanche, ne souffre pas des lacunes décrites ci-dessus puisqu'il implique une série de données de plus de 100 ans. Pour cette raison, le modèle prédit une valeur de 141 en termes du nombre de taches solaires lissé sur 13 mois pour le cycle solaire 13 dont le pic se situe à  $t_{max} = 1894.123$ , tandis que la valeur observée est de 146.5, ce qui montre un degré de précision très convaincant.

L'écart type de l'amplitude du pic a été calculé dans la limite d'erreur de  $1\sigma$  en utilisant la formule de propagation des erreurs (Ku, 1966), comme suit :

$$\sigma_f^2 = \sum_{i=1}^n \left( \frac{\partial f}{\partial X_i} \right)^2 \sigma_{X_i}^2, \quad (3.20)$$

où  $\sigma_{X_i}$  est l'écart type de chaque mesure de la variable  $X_i$ .

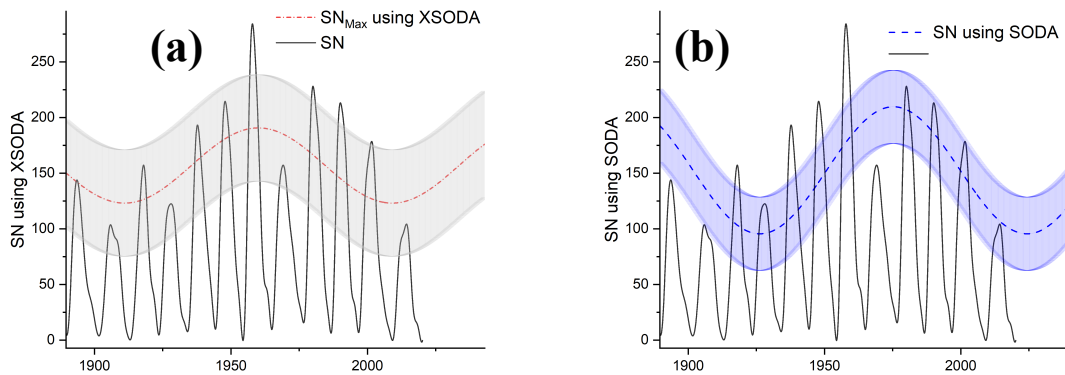


Fig. 3.16 : Comportement de SODA et XSODA sur 12 cycles solaires (du cycle solaire 13 au cycle 24).

La figure 3.16 montre l'évolution des maxima du nombre de taches solaires dans le temps en utilisant SODA et XSODA des cycles 13 à 24 ( $\sim 1890$  jusqu'à 2019).

Comme nous pouvons le voir, d'après la figure 3.16a, 8 pics sur les 12 passés se situent dans l'intervalle de confiance de prédiction de l'indice XSODA, et 5 sur les 12 sont ceux de SODA, comme le montre la figure 3.16b.

Une limitation de notre modèle est le grand écart type obtenu pour SODA et XSODA, en raison de leurs fluctuations importantes.

La prochaine étape consiste à tester les deux modèles sur leur capacité à prévoir le prochain cycle solaire, à savoir le 26<sup>me</sup>, ce qui est le sujet de la section suivante.

## 3.5 PREDICTION DU CYCLE SOLAIRE 26 ET DISCUSSION

Pour prédire le maximum du cycle solaire 26, nous utilisons la moyenne de MSODA sur les données disponibles comme précurseur pour ce cycle. Nous appliquons la relation établie (3.17) pour obtenir la valeur de SODA, puis pour déterminer la valeur des taches solaires pendant le pic du cycle solaire 26, nous prenons la valeur prédite de F10.7 et la remplaçons dans l'équation (3.18).

### 3.5.1 Chronologie du maximum du cycle solaire 26

La méthode proposée utilise les données des cycles solaires précédents (cycles 1 à 24) pour estimer la durée totale d'un cycle solaire. Deux valeurs importantes, le « temps de montée » et la « période du cycle » sont présentées dans le tableau 3.1.

SC	SC DEBUT	SC PIC	SC FIN	SC DUREE (ANNEE)	TEMPS DE MONTEE(ANNEE)
1	1755.123	1761.288	1766.455	11.332	6.165
2	1766.455	1770.042	1775.455	9	3.587
3	1775.455	1778.874	1784.708	9.253	3.419
4	1784.708	1788.124	1798.288	13.58	3.416
5	1798.288	1803.79	1810.538	12.25	5.502
6	1810.538	1816.456	1823.371	12.833	5.918
7	1823.371	1830.204	1833.874	10.503	6.833
8	1833.874	1837.288	1843.538	9.664	3.414
9	1843.538	1848.624	1855.958	12.42	5.086
10	1855.958	1860.29	1867.204	11.246	4.332
11	1867.204	1871.042	1878.958	11.754	3.838
12	1878.958	1883.538	1890.204	11.246	4.58
13	1890.204	1893.707	1902.042	11.838	3.503
14	1902.042	1906.123	1913.538	11.496	4.081
15	1913.538	1917.874	1923.623	10.085	4.336
16	1923.623	1927.623	1933.707	10.084	4
17	1933.707	1938.042	1944.124	10.417	4.335
18	1944.124	1948.042	1954.288	10.164	3.918
19	1954.288	1958.123	1964.791	10.503	3.835
20	1964.791	1969.123	1976.206	11.415	4.332
21	1976.206	1980.373	1986.707	10.501	4.167
22	1986.707	1990.371	1996.624	9.917	3.664
23	1996.624	2001.123	2008.958	12.334	4.499
24	2008.958	2013.707	2019.958	11.000	4.749
MOYENNE				11.034	4.396

Tab. 3.1 : Tableau récapitulatif des durées moyennes des cycles solaires et des périodes de montée

Le temps de montée est la période entre la date de début du cycle et la date de pic, indiquant quand l'activité solaire augmente. La période du cycle est la durée entre la date du début et la fin du cycle

En calculant ces valeurs pour chaque cycle solaire, nous obtenons une série de 24 temps de montée et 24 périodes de cycle. La moyenne de ces valeurs fournit deux moyennes : la durée moyenne de montée de l'activité solaire ( $moy.monte = 4.396$  ans) et la durée totale moyenne d'un cycle solaire ( $moy.dure = 11.034$  ans), pour obtenir l'année du maximum du cycle 26,

on utilise 3.21, nous prenons le début du cycle 25 et ajoutons la durée moyenne du cycle ainsi que le temps de montée moyen.

$$t_{max}sc26 = moy.duree + moy.montee + sc25.minimum \quad (3.21)$$

L'estimation a été calculée dans la limite de  $1\sigma$  et donne  $2035.3 \pm 2.3$ . Par conséquent, cette estimation doit être prise avec précaution.

### 3.5.2 Prediction de SODA et XSODA pour le cycle solaire 26

Dans le cas de la méthode SODA, nous avons obtenu comme nombre maximal de taches solaires du cycle solaire 26 une valeur de  $109.14 \pm 32.92$ , correspondant à  $2035.3 \pm 2.3$ .

Connaissant les valeurs de XSODA de 1906 à 2023, nous appliquons un ajustement pour déduire les paramètres de  $F(t)$  impliqués dans l'équation (3.16). Nous négligeons les fluctuations temporelles de MXSODA en prenant sa valeur moyenne. Ainsi, l'équation 3.16 devient.

$$XSODA(t) = \overline{MXSODA} \times F(t) \quad (3.22)$$

Par analogie avec SODA, cette relation nous a permis de déduire la valeur de XSODA pour un instant ultérieur, et comme au moment du maximum solaire la valeur des faculae polaires tend vers zéro, la valeur de XSODA ainsi trouvée correspond directement au maximum du nombre de taches solaires attendu, comme on peut le voir dans l'équation (3.13). Enfin, nous avons trouvé une valeur de  $160.70 \pm 47.83$  comme maximum du cycle solaire 26.

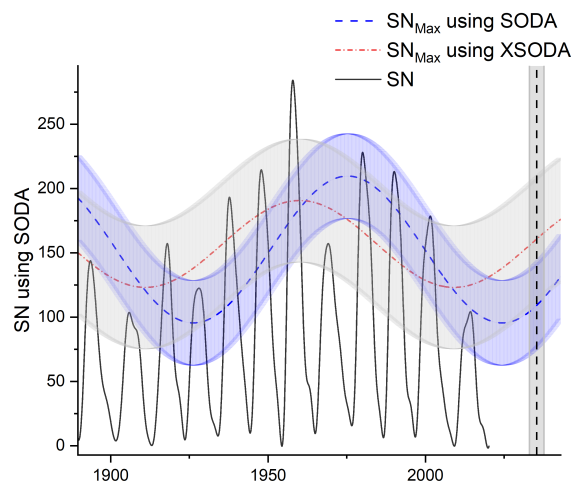


Fig. 3.17 : Prédiction du cycle solaire 26 utilisant les indices SODA et XSODA

Il convient de noter que les calculs d'erreur pour les deux prédictions ont été effectués en

utilisant la formule de propagation des erreurs (3.20) mentionnée dans la Section 3.4.1.

seules quelques études ont tenté de prédire où le cycle solaire 26 atteindrait son pic, chacune utilisant une méthode différente. En effet, des réseaux neuronaux autorégressifs non linéaires ont été utilisés par Kalkan, Fawzy, and Saygac(2023) pour prédire que le cycle solaire 26 sera comparable ou légèrement plus faible que le cycle solaire 24.

Selon les suggestions de Luo and Tan (2024), les cycles solaires 25 et 26 représentent le minimum du cycle centenaire. Liu et al. (2023) a prédit un passage à un nouveau grand minimum d'activité solaire et a constaté que les cycles solaires 25 et 26 seront comparables. En utilisant une approche d'ajustement de fonction, Becheke et al. (2023) a prédit que le cycle solaire 26 sera supérieur au cycle solaire 24 mais plus faible que le cycle solaire 25. Rodríguez et al. (2024), basé sur des algorithmes d'apprentissage automatique multivariés, suggère que les cycles solaires 24, 25 et 26 font partie d'un minimum du cycle Gleissberg centenaire, comme cela s'est produit avec les cycles 12, 13 et 14. Une comparaison avec les résultats de prédiction pour le cycle 26 est présentée dans le Tableau 3.2.

PREDICTION INFORMATIONS		SN SC26 MAX	
REF	AUTEUR	$SN_{max}$	$t_{max}$
1	MSODA	$109.14 \pm 32.92$	$2035\text{Avril} \pm 2.1\text{year}$
2	MXSODA	$160, 70 \pm 47, 83$	$2035\text{Avril} \pm 2.1\text{year}$
3	Rodríguez et al.(2024)	115.4	2034 Mai
4	Luo and Tan(2024)	$133.00 \pm 3.22$	2035 - 2036
5	Becheke et al.(2023)	$96 \pm 28$	-
6	Liu et al.(2023)	135	2035 Janvier
7	Kalkan, Fawzy, and Saygac(2023)	113.25	2036 Octobre

Tab. 3.2 : Tableau récapitulatif des Comparaisons des Prédiction du Cycle Solaire 26

En comparant les prédictions précédentes, nous pouvons constater que MSODA a produit un résultat qui concorde presque avec ceux prédits par d'autres chercheurs, indiquant une amplitude comparable pour le pic du cycle solaire, tandis que MXSODA a proposé une amplitude maximale plus grande, supérieure aux valeurs indiquées par les autres.

# CONCLUSION

L'objectif principal de cette thèse est de présenter le Soleil comme un système astrophysique dynamique, pour cela nous avons abordé l'origine de cette étoile, sa structure, son champ magnétique, jusqu'à son activité cyclique. L'étude de l'activité solaire suscite énormément l'intérêt des scientifiques ; en effet plusieurs questions demeurent un grand défi à relever.

Dans le premier chapitre, nous avons présenté le Soleil, son énergie qui est produite par la fusion nucléaire des noyaux d'hydrogène. La vie de cette étoile est due principalement à l'existence d'équilibre entre la force gravitationnelle qui attire la matière vers l'intérieur et la pression due aux réactions thermonucléaires qui expulse la matière vers l'extérieur. Nous avons ensuite présenté les différentes couches du Soleil, à savoir le noyau, la zone radiative, la zone convective, la photosphère, la chromosphère et la couronne qui présente la surface observable de l'enveloppe extérieure. Nous avons terminé ce chapitre par une description du champ magnétique solaire. Ce dernier est responsable des différents événements connus sous les noms de taches solaires et éruptions solaires. Malgré les nombreuses études faites sur le magnétisme solaire, notre compréhension demeure insuffisante ; il y'a encore énormément de questions ouvertes et d'études à développer.

Dans le 2ème chapitre , nous avons donné un aperçu sur l'activité magnétique solaire et on a cité les différentes méthodes de prédiction. Nous avons rappelé les caractéristiques des cycles solaires et leurs variabilités ou nous avons évoqué les différents périodes des cycles solaires (parfois des périodes courtes allant de quelques mois à quelques années et parfois des périodes étendues allant de quelques années à quelques siècles). Par la suite nous avons rappelé les principaux indicateurs utilisés pour quantifier cette activité, puis nous avons élaboré les principales approches pour prédire l'activité solaire à savoir les modèles théoriques, les méthodes statistiques, et d'autres se basant sur certains précurseurs. Finalement, nous avons comparé les résultats obtenus par ces méthodes avec les valeurs observées lors des cycles solaires 24 et 25, dans le but d'évaluer leurs fiabilités et leurs validités. Nous avons retenu que chaque technique possède ses propres avantages et insuffisances. La méthode basée sur les précurseurs a bien validé le cycle 24, pour cela nous avons opté pour la méthode des précurseurs pour prédire le cycle 26.

Le 3ème chapitre est consacré donc à la prédiction du maximum de l'activité solaire du cycle 26 en se basant sur la technique des précurseurs. Dans cette partie nous avons rappelé que dans les années 1990, Schatten and Pesnell (1993) ont proposé une technique pour prédire l'amplitude des cycles solaires basée sur deux indicateurs, **SODA et XSODA**, conçus de manière à éliminer le cycle de modulation de 11 ans. Une contribution majeure de cette thèse était de proposer une version modifiée de ces deux indicateurs, **MSODA et MXSODA**, qui sont plus stables dans le temps et permet de faire des prévisions à plus long terme. En introduisant le **PRINCIPE DES FLUCTUATIONS MINIMALES**, nous avons amélioré la robustesse de SODA et XSODA, conçus pour mieux prédire l'activité solaire. Notre application de ces indices à la prédiction du cycle Solaire 26 a donné des résultats prometteurs, suggérant une amplitude maximale (nombre de taches solaires lors du pic)  $SN_{max} = 109.314 \pm 32.92$  pour MSODA et  $SN_{max} = 160.70 \pm 47.83$  pour MXSODA et un moment du pic à l'année  $2035.3 \pm 2.3$ . Cela est réalisé en tenant compte de la modulation due au cycle solaire à l'échelle du siècle de Gleissberg. Les paramètres introduits dans le nouveau modèle ont été choisis pour minimiser la variation temporelle de MSoda et MXSoda. Les tests effectués en essayant de trouver les valeurs des pics des cycles, en remontant dans le temps, ont montré que MXSoda est plus efficace. En outre, la validation du modèle SODA par comparaison avec les données historiques des taches solaires renforce son utilité comme indice de prévision.

Cette thèse contribue à l'effort continu de compréhension et de prédiction de l'activité solaire, en reliant les approches théoriques, observationnelles et empiriques. Elle réaffirme la nécessité d'une collaboration interdisciplinaire entre l'astrophysique, la physique des plasmas et la météorologie spatiale. En s'appuyant sur des principes bien établis et en intégrant des méthodologies innovantes, nous espérons ouvrir la voie à des prédictions plus précises, transparentes et physiquement fondées du comportement futur du Soleil, un objectif aussi scientifiquement captivant que socialement et technologiquement vital.

# PRESPECTIVES

Le Soleil demeure à la fois une présence familière et un mystère durable. Bien que nous ayons fait d'immenses progrès dans la compréhension de son fonctionnement interne, de nombreuses questions persistent, notamment concernant les origines de son comportement cyclique et les déviations occasionnelles par rapport à celui-ci. La poursuite de l'exploration, combinant l'innovation théorique avec des observations de pointe, promet non seulement de dévoiler ces mystères mais aussi d'approfondir notre compréhension du magnétisme stellaire en tant que phénomène universel. Le voyage pour comprendre notre étoile la plus proche est loin d'être terminé, et chaque découverte nous rapproche de la maîtrise du délicat équilibre des forces qui façonnent son existence radieuse et turbulente.

Plein de questions se posent sur le Soleil et l'activité solaire : **Est-il possible de prédire le cycle des taches solaires ?, Combien tôt pouvons-nous prédire le cycle des taches solaires ?, Combien de cycles dans le futur pouvons-nous prédire ?, Quelles propriétés du cycle solaire pouvons-nous prédire ?**, la surprise est la suivante : ON N'A PAS DE REPONSE CERTAINE ET EXACTE POUR TOUTES CES QUESTIONS !!!!!

En regardant vers l'avenir, plusieurs directions émergent pour la recherche future. Les réseaux de neurones artificiels et les outils d'analyse de séries temporelles pourraient extraire des modèles subtils de décennies de données solaires, révélant peut-être des relations non détectées précédemment entre les observables solaires et les comportements des cycles magnétiques. Reconstruire les données de l'activité solaire du passé est une autre direction qui peut aider à comprendre les tendances des cycles solaires de plusieurs années après.

# Annexe

## Calculs des coefficients de SODA et XSODA

Pour déterminer les coefficients des indices SODA et XSODA, nous avons développé un programme en R qui effectue des boucles itératives afin de trouver les paramètres optimaux pour chaque indice. Cette méthode garantit que les coefficients choisis produisent les valeurs les plus précises et représentatives. Dans ce qui suit, nous offrons une explication détaillée de chaque élément du programme afin d'éclaircir sa structure et son raisonnement.

1. **Charger les bibliothèques nécessaires** : Cette ligne charge la bibliothèque `readxl`, qui est utilisée pour importer des données à partir de fichiers Excel (`.xlsx`). Cela est indispensable car le programme extrait les données d'entrée d'une feuille de calcul Excel.
2. **Chargement des données** : Cette ligne de code importe les données Excel dans R et les enregistre dans la variable `soda`. Les données comprennent des valeurs de séries temporelles nécessaires au calcul de l'indice SODA et de ses quantités dérivées.
3. **Fonction à réduire au minimum** : Il s'agit d'une fonction objective personnalisée appelée `Dsoda`. Elle utilise comme paramètres `a` et `b`, ainsi que les points de données de séries temporelles `x`, `y` et leurs dérivées `dx`, `dy`. La fonction renvoie la valeur au carré d'une expression mathématique. Cette expression est en réalité la dérivé de la fonction SODA 3.1, que l'algorithme cherchera à minimiser pour trouver les valeurs optimales de `a` et `b`.
4. **Implémentation des résultats** : Cette instruction crée un cadre de données vide nommé `résultats`, comportant cinq colonnes : `a`, `b`, `c`, `d` et `s`. Ces colonnes contiendront les paramètres optimaux ainsi que d'autres statistiques potentielles (par exemple, le score minimisé `s`) obtenues au cours du processus d'optimisation itératif.

5. Définition des limites Cette ligne génère une série de valeurs pour le paramètre a, allant de 1.1 à 1.5 par paliers de 0.01. Cela constituera l'ensemble des valeurs candidates à tester durant le processus d'optimisation.
6. De même, cela génère une séquence pour le paramètre b allant de 55 à 65, également par intervalles de 0.01.

Ces deux séquences définissent une grille de paires possibles (a, b) que le programme parcourra pour trouver la combinaison qui minimise la fonction objective Dsoda.

Cette partie décrit les premières étapes du programme, y compris l'importation de données, la définition de fonctions et les limites des paramètres. Ces étapes mettent en place le processus d'optimisation.

Nous passons maintenant à la deuxième partie du programme, qui concerne l'optimisation des paramètres par recherche en grille. Dans cette étape, le programme effectue une recherche détaillée pour identifier les valeurs idéales des paramètres a et b afin de réduire la fonction objective Dsoda au minimum. Voici une décomposition de chaque élément :

1. **Itérez à travers toutes les combinaisons de paramètres** : Le programme utilise des boucles intégrées pour examiner toutes les combinaisons de a et b définies précédemment. Pour chaque paire (a, b), il calcule la somme de la fonction objective Dsoda sur les données (des indices 2 à 47), qui correspondent aux valeurs des séries temporelles et à leurs dérivées.

Chaque résultat est incorporé (rbind) au cadre de données des résultats, en notant les paramètres et leurs scores correspondants.

2. **Trouver la meilleure combinaison de paramètres** :

Suite à l'évaluation de toutes les combinaisons, cette ligne identifie la rangée dans les résultats ayant le score le plus bas s, indiquant ainsi les paramètres qui correspondent le mieux au critère sélectionné.

3. **Affichez le meilleur résultat** : En fin de compte, le programme affiche les valeurs idéales de a et b, accompagnées du score minimisé s.

Notons que le même programme est appliqué pour l'indice XSODA, juste on change le fichier des données et la fonction à minimiser.

```

# Load required libraries
library(readxl)
#
# SODA Moindre variation
#
# Importation des données
soda <- read_excel("C:/Users/akram/OneDrive/Desktop/PhD/solar physics/SODA PREDICTION
SC26/SODA version katia/data/soda moindre variation.xlsx")
#
# Fonction à minimiser
Dsoda <- function(a, b, x, y, dx, dy) ((a^2 * x * dx + (y-b) * dy) / (sqrt((a*x)^2 +
(y-b)^2)))^2
#
# Initialisation des résultats
results <- data.frame(a = numeric(0), b = numeric(0), c = numeric(0), d = numeric(0), s
= numeric(0))
#
# Définition des bornes
a_values <- seq(1.1, 1.5, by = 0.01)
b_values <- seq(55, 65, by = 0.01)
#
# Boucler à travers toutes les combinaisons de paramètres
for (a in a_values) {
  for (b in b_values) {
    s <- sum(Dsoda(a, b, soda$bp[2:47], soda$f[2:47], soda$d.Bp[2:47],
soda$d.f[2:47]))
    results <- rbind(results, data.frame(a = a, b = b, s = s))
  }
}
#
# Trouver les paramètres qui minimisent s
best_params <- results[which.min(results$s), ]
#
# Affichage des meilleurs paramètres
print(best_params)

```

```

# Load required libraries
library(readxl)
#
# XSODA Moindre variation
#
# Importation des données
xsoda <- read_excel("C:/Users/katia/Work/Sun Database/Recherche/SODA/data/xsoda.xlsx")
#
# Fonction à minimiser
Dsoda <- function(a, b, x, y, dx, dy) ((a^2 * x * dx + (y-b) * dy) / (sqrt((a*x)^2 +
(y-b)^2)))^2
#
# Initialisation des résultats
results <- data.frame(a = numeric(0), b = numeric(0), c = numeric(0), d = numeric(0), s
= numeric(0))
#
# Définition des bornes
a_values <- seq(6.1, 8.1, by = 0.01)
b_values <- seq(38, 42, by =0.1)
#
# Boucler à travers toutes les combinaisons de paramètres
for (a in a_values) {
  for (b in b_values) {
    s <- sum(Dsoda (a, b, xsoda$fac[2:232], xsoda$sn[2:232], xsoda$dfac[2:232],
xsoda$dsn[2:232]))
    results <- rbind(results, data.frame(a = a, b = b, s = s))
  }
}
#
# Trouver les paramètres qui minimisent s
best_params <- results[which.min(results$s), ]
#
# Affichage des meilleurs paramètres
print(best_params)

```

# Bibliographie

- Bahcall, J.N. : 1989, *Neutrino Astrophysics*, Cambridge University Press. ISBN 9780521379753.
- Balogh, A., Thompson, M. : 2009, Introduction to solar magnetism : The early years. *The Origin and Dynamics of Solar Magnetism*, 1.
- Bartels, J., Heck, N., Johnston, H. : 1939, The three-hour-range index measuring geomagnetic activity. *Terrestrial Magnetism and Atmospheric Electricity* **44**, 411.
- Becheker, K., Belhadi, Z., Zaidi, A., Bekli, M.R. : 2023, A Novel Approach for Forecasting Cycle 25. *Solar Physics* **298**, 65 (DOI : 10.1007/s11207-023-02156-z).
- Brajša, R., Verbanac, G., Bandić, M., Hanslmeier, A., Skokić, I., Sudar, D. : 2021, On the minimum-maximum method for the solar cycle prediction. In : *16th European Solar Physics Meetings (ESPM)*.
- Brants, J.J. : 1985, Observational study of the birth of a solar active region. *Ph. D. Thesis*.
- Bray, R.J., Loughhead, R.E. : 1964, *Sunspots [by] R.J. Bray and R.E. Loughhead, International astrophysics series*, Chapman and Hall. <https://books.google.dz/books?id=9yw2AQAAIAAJ>.
- Böhm-Vitense, E. : 1989, *Introduction to Stellar Astrophysics, Volume 1*, Cambridge University Press. ISBN 9780521348704.
- Carrington, R.C. : 1859, Description of a singular appearance seen in the Sun on September 1, 1859. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, Vol. 20, p. 13-15* **20**, 13.
- Charbonneau, P. : 2020, Dynamo models of the solar cycle. *Living Reviews in Solar Physics* **17**, 4.
- Clette, F., Svalgaard, L., Vaquero, J.M., Cliver, E.W. : 2014, Revisiting the sunspot number : A 400-year perspective on the solar cycle. *Space Science Reviews* **186**, 35.

- Clette, F., Lefèvre, L., Chatzistergos, T., et al. : 2023, Recalibration of the Sunspot-Number : Status Report. *Solar Physics* **298**, 44 (DOI : 10.1007/s11207-023-02136-3).
- DeVore, C.R., Sheeley, N., Boris, J. : 1984, The concentration of the large-scale solar magnetic field by a meridional surface flow. *Solar physics* **92**, 1.
- Durney, B.R. : 1995, On a Babcock-Leighton dynamo model with a deep-seated generating layer for the toroidal magnetic field. *Solar Physics* **160**, 213.
- Eddy, J.A., Stephenson, F.R., Yau, K.K. : 1989, On pre-telescopic sunspot records. *Royal Astronomical Society, Quarterly Journal (ISSN 0035-8738)*, vol. 30, March 1989, p. 65-73. **30**, 65.
- Georgoulis, M.K., Yardley, S.L., Guerra, J.A., Murray, S.A., Ahmadzadeh, A., Anastasiadis, A., Angryk, R., Aydin, B., Banerjee, D., Barnes, G., et al. : 2024, Prediction of solar energetic events impacting space weather conditions. *Advances in Space Research* (DOI : 10.1016/j.asr.2024.02.030).
- Gleissberg, W. : 1939, A long-periodic fluctuation of the sun-spot numbers. *The Observatory, Vol. 62, p. 158-159 (1939)* **62**, 158.
- Gleissberg, W. : 1944, A table of secular variations of the solar cycle. *Terrestrial Magnetism and Atmospheric Electricity* **49**, 243 (DOI : 10.1029/TE049i004p00243).
- Gleissberg, W. : 1948, A preliminary forecast of solar activity. *Popular Astronomy, Vol. 56, 1948, p. 399* **56**, 399.
- Gnevyshev, M., Ohl, A. : 1948, On the 22-year cycle of solar activity. *Astron. Zh* **25**, 18.
- Hale, G.E. : 1891, Solar prominence photography. *Astronomische Nachrichten, volume 127, p. 211* **127**, 211.
- Hale, G.E. : 1908, No. 30. On the probable existence of a magnetic field in Sun-spots. *Contributions from the Mount Wilson Observatory/Carnegie Institution of Washington, vol. 30, pp. 1-29* **30**, 1.
- Hale, G.E., Nicholson, S.B. : 1925, The law of sun-spot polarity. *Astrophysical Journal, vol. 62, p. 270* **62**, 270.
- Hale, G.E., Ellerman, F., Nicholson, S.B., Joy, A.H. : 1919, The magnetic polarity of sun-spots. *Astrophysical Journal, vol. 49, p. 153* **49**, 153.
- Hanslmeier, A. : 2020, *The chaotic solar cycle*, Springer.

- Hapgood, M. : 2019, The great storm of May 1921 : An exemplar of a dangerous space weather event. *Space Weather* **17**, 950 (DOI : 10.1029/2019SW002195).
- Hathaway, D.H. : 2010, Living Rev. *Solar Phys* **7**.
- Hathaway, D.H. : 2015, The solar cycle. *Living reviews in solar physics* **12**, 4.
- Hayakawa, Y. H .and Ebihara, Willis, D.M., Toriumi, et al. : 2019, Temporal and spatial evolutions of a large sunspot group and great auroral storms around the Carrington event in 1859. *Space Weather* **17**, 1553 (DOI : 10.1029/2019SW002269).
- Hayakawa, H., Ribeiro, P., Vaquero, J.M., Gallego, M.C., Knipp, D.J., Mekhaldi, F., Bhaskar, A., Oliveira, D.M., Notsu, Y., Carrasco, V.M., et al. : 2020, The extreme space weather event in 1903 October/November : An outburst from the quiet Sun. *The Astrophysical Journal Letters* **897**, L10.
- Howard, R., Bumba, V., Smith, S.F. : 1967, Atlas of solar magnetic fields. *Washington : Carnegie Institution*.
- Howard, R., Michels, D., Sheeley Jr, N., Koomen, M. : 1982, The observation of a coronal transient directed at Earth. *Astrophysical Journal, Part 2-Letters to the Editor, vol. 263, Dec. 15, 1982, p. L101-L104.* **263**, L101.
- Hoyt, D.V., Schatten, K.H. : 1998, Group sunspot numbers : A new solar activity reconstruction. *Solar physics* **179**, 189.
- Hundhausen, A. : 1997, In N. Crooker, JA Joselyn, and J. Feynman. *Coronal Mass Ejections, Geophys. Monograph Ser. AGU* **99**.
- Iliadis, C. : 2007, *Nuclear Physics of Stars*, Wiley-VCH. ISBN 978-3-527-40602-9.
- Kalkan, M.Y., Fawzy, D.E., Saygac, A.T. : 2023, Predictions of solar activity cycles 25 and 26 using non-linear autoregressive exogenous neural networks. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* **523**, 1175 (DOI : 10.1093/mnras/stad1460).
- Kane, R. : 1999, Prediction of the sunspot maximum of solar cycle 23 by extrapolation of spectral components. *Solar Physics* **189**, 217.
- Ku, H.H. : 1966, Notes on the use of propagation of error formulas. *Journal of Research of the National Bureau of Standards* **70C**, 263.
- Kutiev, I., Tsagouri, I., Perrone, L., Pancheva, D., Mukhtarov, P., Mikhailov, A., Lastovicka, J., Jakowski, N., Buresova, D., Blanch, E., et al. : 2013, Solar activity impact on the Earth's upper atmosphere. *Journal of Space Weather and Space Climate* **3**, A06 (DOI : 10.1051/swsc/2013028).

- Lamy, P., Floyd, O., Boclet, B., Wojak, J., Gilardy, H., Barlyaeva, T. : 2019, Coronal mass ejections over solar cycles 23 and 24. *Space Science Reviews* **215**, 1 (DOI : 10.1007/s11214-019-0605-y).
- Leighton, R.B. : 1964, Transport of magnetic fields on the sun. *Astrophysical Journal*, vol. 140, p. 1547 **140**, 1547.
- Liu, L., Wan, W., Chen, Y., Le, H. : 2011, Solar activity effects of the ionosphere : A brief review. *Chinese Science Bulletin* **56**, 1202 (DOI : 10.1007/s11434-010-4226-9).
- Liu, X., Zeng, S., Deng, L., Zeng, X., Zheng, S. : 2023, Predicting the 25th and 26th solar cycles using the long short-term memory method. *Publications of the Astronomical Society of Japan* **75**, 691 (DOI : 10.1093/pasj/psad029).
- Loskutov, A.Y., Istomin, I., Kotlyarov, O., Kuzanyan, K. : 2001, A study of the regularities in solar magnetic activity by singular spectral analysis. *Astronomy Letters* **27**, 745.
- Luo, P., Tan, B. : 2024, Long-term evolution of solar activity and prediction of the following-solar cycles. *Research in Astronomy and Astrophysics* **24**, 035016. (DOI : 10.1088/1674-4527/ad1ed2).
- Mayaud, P. : 1971, Une mesure planétaire d'activité magnétique basée sur deux observatoires antipodaux. *Ann. Geophys* **27**, 67.
- McIntosh, P. : 1981, The birth and evolution of sunspots-Observations. In : *The physics of sunspots*, 7.
- McNish, A., Lincoln, J. : 1949, Prediction of sunspot numbers. *Eos, Transactions American Geophysical Union* **30**, 673.
- Miyahara, H., Tokanai, F., Moriya, T., Takeyama, M., Sakurai, H., Horiuchi, K., Hotta, H. : 2021, Gradual onset of the Maunder Minimum revealed by high-precision carbon-14 analyses. *Scientific Reports* **11**, 5482.
- Muñoz-Jaramillo, A., Sheeley, N.R., Zhang, J., DeLuca, E.E. : 2012, Calibrating 100 years of polar faculae measurements : Implications for the evolution of the heliospheric magnetic field. *The Astrophysical Journal* **753**, 146 (DOI : 10.1088/0004-637X/753/2/146).
- Mursula, K., Zieger, B. : 2000, The 1.3-year variation in solar wind speed and geomagnetic activity. *Advances in Space Research* **25**, 1939.
- Nandy, D. : 2021, Progress in solar cycle predictions : Sunspot cycles 24–25 in perspective. *Solar Physics* **296**, 54 (DOI : 10.1007/s11207-021-01797-2).

- Peristykh, A.N., Damon, P.E. : 2003, Persistence of the Gleissberg 88-year solar cycle over the last 12,000 years : Evidence from cosmogenic isotopes. *Journal of Geophysical Research : Space Physics* **108**, SSH.
- Pesnell, W.D. : 2012, Solar cycle predictions (invited review). *Solar Physics* **281**, 507.
- Pesnell, W.D. : 2020, Lessons learned from predictions of Solar Cycle 24. *Journal of Space Weather and Space Climate* **10**, 60 (DOI : 10.1051/swsc/2020060).
- Pesnell, W.D., Schatten, K.H. : 2018, An early prediction of the amplitude of solar cycle 25. *Solar Physics* **293**, 112 (DOI : 10.1007/s11207-018-1330-5).
- Petrovay, K. : 2010, Solar cycle prediction. *Living reviews in solar physics* **7**, 1.
- Priest, E. : 2014, *Magnetohydrodynamics of the Sun*, Cambridge University Press.
- Rangarajan, G. : 1998, Sunspot variability and an attempt to predict solar cycle 23 by adaptive filtering. *Earth, planets and space* **50**, 91.
- Riley, P., Baker, D., Liu, Y.D., Verronen, P., Singer, H., Güdel, M. : 2018, Extreme space weather events : From cradle to grave. *Space Science Reviews* **214**, 1 (DOI : 10.1007/s11214-017-0456-3).
- Rodríguez, J.-V., Sánchez Carrasco, V.M., Rodríguez-Rodríguez, I., Pérez Aparicio, A.J., Vaquero, J.M. : 2024, Are we crossing a minimum of the Gleissberg centennial cycle? Multivariate machine learning-based prediction of the sunspot number using different proxies of solar activity and spectral analysis. *Advances in Space Research* **74**, 4173 (DOI : 10.1016/j.asr.2024.08.033). <https://www.sciencedirect.com/science/article/pii/S0273117724008524>.
- Ross, K.A. : 2013, *Elementary Analysis : The Theory of Calculus*, 2nd edn. Springer.
- Ruf, T. : 1999, The Lomb-Scargle Periodogram in Biological Rhythm Research : Analysis of Incomplete and Unequally Spaced Time-Series. *Biological Rhythm Research* **30**, 178.
- Schatten, K.H., Pesnell, W.D. : 1993, An early solar dynamo prediction : cycle 23 cycle 22. *Geophysical research letters* **20**, 2275 (DOI : 10.1029/93GL02431).
- Schatten, K.H., Scherrer, P.H., Svalgaard, L., Wilcox, J.M. : 1978, Using dynamo theory to predict the sunspot number during solar cycle 21. *Geophysical Research Letters* **5**, 411 (DOI : 10.1029/GL005i005p00411).
- Schwabe, M. : 1843, Die Sonne. Von Herrn Hofrath Schwabe. *Astronomische Nachrichten*, volume 20, Issue 17, p. 283 **20**, 283.

- Sheeley Jr, N.R. : 1964, Polar Faculae during the Sunspot Cycle. *Astrophysical Journal*, vol. 140, p. 731 **140**, 731 (DOI : 10.1086/147966).
- Sheeley Jr, N. : 1976, Polar faculae during the interval 1906–1975. *Journal of Geophysical Research* **81**, 3462 (DOI : 10.1029/JA081i019p03462).
- Sheeley Jr, N. : 1991, Polar faculae-1906-1990. *The Astrophysical Journal* **374**, 386 (DOI : 10.1086/170129).
- Sheeley Jr, N. : 2008, A century of polar faculae variations. *The Astrophysical Journal* **680**, 1553 (DOI : 10.1086/588251).
- Sparrow, G. : 2013, *À la découverte des étoiles et planètes*, Les Éditions Trédaniel. ISBN 9782813205711.
- Steinhilber, F., Abreu, J.A., Beer, J., Brunner, I., Christl, M., Fischer, H., Heikkilä, U., Kubik, P.W., Mann, M., McCracken, K.G., et al. : 2012, 9,400 years of cosmic radiation and solar activity from ice cores and tree rings. *Proceedings of the National Academy of Sciences* **109**, 5967.
- Strous, L.H. : 1994, Dynamics in solar active regions : patterns in magnetic-flux emergence. *Ph. D. Thesis*.
- Svalgaard, L., Duvall, T.L., Scherrer, P.H. : 1978, The strength of the sun's polar fields. *Solar Physics* **58**, 225 (DOI : 10.1007/BF00157268).
- Usoskin, I.G. : 2023, A history of solar activity over millennia. *Living Reviews in Solar Physics* **20**, 2 (DOI : 10.1007/s41116-023-00036-z).
- Usoskin, I., Hulot, G., Gallet, Y., Roth, R., Licht, A., Joos, F., Kovaltsov, G., Thébault, E., Khokhlov, A. : 2014, Evidence for distinct modes of solar activity. *Astronomy & Astrophysics* **562**, L10.
- Waldmeier, M. : 1961, The sunspot-activity in the years 1610-1960. *Zurich : Schulthess*.
- Wittmann, A.D., Xu, Z. : 1987, A catalogue of sunspot observations from 165 BC to AD 1684. *Astronomy and Astrophysics Supplement Series (ISSN 0365-0138)*, vol. 70, no. 1, July 1987, p. 83-94. **70**, 83.
- Witze, A. : 2024, Dazzling auroras are just a warm-up as more solar storms are likely, scientists say. *Nature* **629**, 736 (DOI : 10.1038/d41586-024-01432-7).

- Yau, K.K.C., Stephenson, F.R. : 1988, A revised catalogue of Far Eastern observations of sunspots (165 BC to AD 1918). *Royal Astronomical Society, Quarterly Journal (ISSN 0035-8738)*, vol. 29, June 1988, p. 175-197. *Research supported by the Royal Astronomical Society*. **29**, 175.
- Zhang, Q. : 1996, A nonlinear prediction of the smoothed monthly sunspot numbers. *Astronomy and Astrophysics*, v. 310, p. 646-650 **310**, 646.
- Zwaan, C. : 1985, The emergence of magnetic flux. *Solar Physics* **100**, 397.
- Zwaan, C. : 1992, The evolution of sunspots. In : *Sunspots : Theory and Observations*, Springer, 75.

## Résumé

Cette thèse explore les mécanismes physiques qui régissent le magnétisme solaire et ses variations au cours du temps, avec pour objectif l'amélioration des méthodes de prédiction des cycles solaires. À partir d'une compréhension approfondie des processus internes du Soleil, notamment la fusion nucléaire et l'équilibre hydrostatique, le travail met en évidence le rôle central de la dynamo solaire dans la génération du champ magnétique. En s'appuyant sur des observations et des indicateurs d'activité magnétique, une attention particulière est portée à la variabilité des cycles solaires récents. Une approche novatrice, fondée sur le précurseur SODA et ses dérivés, est développée pour prédire l'amplitude maximale du cycle solaire 26. Cette méthode repose sur le principe des fluctuations minimales et permet une estimation fiable à long terme. Les résultats obtenus apportent une contribution significative à la compréhension du comportement cyclique du Soleil et à la prévision de son activité magnétique future.

## Abstract

This dissertation investigates the physical mechanisms that govern solar magnetism and its variations over time, with the goal of enhancing methods for predicting solar cycles. Grounded in a deep understanding of the Sun's internal processes, particularly nuclear fusion and hydrostatic equilibrium, the research emphasizes the role of the solar dynamo in generating the magnetic field. Using observational data and magnetic activity indicators, special focus is placed on the variability of recent solar cycles. An innovative method based on the SODA precursor and its derivatives is developed to forecast the peak amplitude of Solar Cycle 26. This approach relies on the principle of minimal fluctuations and enables reliable long-term predictions. The findings provide significant contributions to the understanding of the Sun's cyclic behavior and the advancement of solar magnetic activity forecasting.

## المخلص

تتناول هذه الأطروحة الآليات الفيزيائية التي تحكم المغناطيسية الشمسية وتغيراتها مع مرور الزمن، بهدف تحسين طرق التنبؤ بالدورات الشمسية. وانطلاقاً من فهم معمق للعمليات الداخلية للشمس، ولا سيما الاندماج النووي والتوازن الهيدروستاتيكي، يسلط العمل الضوء على الدور المركزي للدynamo الشمسي في توليد المجال المغناطيسي. بالاعتماد على الملاحظات ومؤشرات النشاط المغناطيسي، يتم التركيز بشكل خاص على التغيرات في الدورات الشمسية الحديثة. تم تطوير نهج مبتكر قائم على المؤشر SODA ومشتقاته للتنبؤ بسعة الذروة للدورة الشمسية السادسة والعشرين. وتعتمد هذه الطريقة على مبدأ الحد الأدنى من التذبذبات، مما يتيح تقديرًا موثوقًا به على المدى الطويل. تساهم النتائج المتوصل إليها بشكل كبير في فهم السلوك الدوري للشمس وفي تحسين التنبؤ بنشاطها المغناطيسي المستقبلي.