



UNIVERSITE DE LIEGE



Etude des signatures ultraviolettes des aurores sur Mars

Travail présenté en vue de l'obtention d'une maîtrise en Sciences Spatiales, à
finalité approfondie

Ludivine Libert

Faculté des sciences

Département d'astrophysique, géophysique et océanographie

Année académique 2013 - 2014

Table des matières

Remerciements	iv
Abréviations	v
Introduction	vi
1. Mars et son atmosphère	1
1.1. Généralités à propos de Mars	1
1.2. L'atmosphère de Mars	3
1.2.1. Composition	3
1.2.1.1. Photochimie du CO ₂	3
1.2.1.2. Variations saisonnières de pression	4
1.2.2. Structure de l'atmosphère	5
1.2.2.1. Profil de température	5
1.2.2.2. Thermosphère	6
1.2.2.3. Nuages	9
1.2.2.4. Circulation atmosphérique	9
1.2.3. Airglow	9
1.2.3.1. Dayglow	10
1.2.3.2. Nightglow	12
1.3. Champ magnétique rémanent	13
2. Mars Express et SPICAM	16
2.1. Mars Express.....	16
2.1.1. La mission Mars Express	16
2.1.2. Les objectifs scientifiques	17
2.1.3. Les instruments	18
2.2. SPICAM UV.....	19

2.2.1. Gain, surface efficace et calibration absolue.....	23
2.2.2. Calibration des longueurs d'onde.....	26
2.2.3. Dénomination des données	26
2.2.4. Bruit instrumental	26
2.3. Modes d'observation.....	28
2.3.1. Observations au limbe.....	28
2.3.2. Observations au nadir.....	30
3. Découverte des émissions aurorales.....	31
3.1. Historique de la découverte des émissions aurorales.....	31
3.2. Observations aurorales <i>in situ</i>	34
3.3. Observations simultanées <i>in situ</i> /UV.....	35
4. Observations aurorales.....	36
4.1. Recherche d'aurores	36
4.1.1. Pré-sélection des données	36
4.1.2. Critères de validation	40
4.1.2.1. Pic d'intensité	40
4.1.2.2. Vérification des tempo-images	41
4.1.2.3. Analyse spectrale	45
4.1.3. Liste de détections.....	58
4.2. Analyse des aurores	58
4.2.1. Profil d'intensité en fonction de l'altitude.....	59
4.2.2. Géométrie.....	61
4.2.3. Localisation.....	70
4.2.4. Intensité des émissions.....	74
5. Simulations numériques.....	80
5.1. Modèle de Monte-Carlo du dayglow martien.....	80
5.1.1. Processus photochimiques	81
5.1.2. Equation cinétique.....	81
5.1.3. Emissions de dayglow/aurorales	82
5.2. Intégration le long de la ligne de visée	83
5.3. Résultats des simulations	83
5.3.1. Profil d'intensité au limbe.....	84
5.3.2. Intensité au nadir	87

6. Conclusion et perspectives	89
6.1. Conclusion	89
6.2. Perspectives	91
 Bibliographie	 93

Remerciements

Tout au long de cette année, de nombreuses personnes m'ont aidée et soutenue. Sans elles, ce mémoire n'aurait pu voir le jour. Je souhaite les remercier tout particulièrement :

- Mon promoteur, Jean-Claude Gérard, qui m'a permis de travailler sur ce sujet passionnant, qui m'a consacré un temps considérable et qui m'a fait bénéficier de ses conseils avisés.
- Arnaud Stiepen, qui a fait preuve d'une grande disponibilité à chaque fois qu'un problème se posait et sans l'aide de qui ce travail n'aurait pu aboutir.
- Ma famille, qui a supporté mon stress et mes fréquentes sautes d'humeur sans m'en tenir rigueur.
- Mon amoureux, qui n'a cessé de me soutenir et dont les encouragements ont été un précieux moteur.

J'aurais également souhaité remercier Benoit Hubert, Emmanuel Jehin, Michael De Becker et Serge Habraken d'avoir accepté de faire partie de mon comité de lecture.

Abréviations

ADU	Analog to Digital Unit
ASPERA	Analyzer of Space Plasma and Energetic Atoms
CCD	Charged Coupled Device
ELS	Electron Spectrometer
ENA	Energetic Neutral Atom
ER	Electron Reflectometer
HT	Haute Tension
IMF	Interplanetary Magnetic Field
IUE	International Ultraviolet Explorer
IUVS	Imaging Ultraviolet Spectrograph
IDL	Interactive Data Language
IR	Infrarouge
MARSIS	Mars Advanced Radar for Subsurface and Ionosphere Sounding
MAVEN	Mars Atmosphere and Volatile Evolution
MEX	Mars Express
MGS	Mars Global Surveyor
MNP	Mars Nearest Point
SPICAM	Spectroscopy for the Investigation of the Characteristics of the Atmosphere of Mars
TEC	Total Electron Content
UV	Ultraviolet

Introduction

Depuis des siècles, les peuples nordiques ont été les spectateurs des aurores polaires sur Terre. Ce phénomène lumineux n'a eu de cesse de les fasciner et de susciter les plus vives interrogations. Au carrefour entre physique atmosphérique, physique des plasmas, électromagnétisme et spectroscopie, le physicien curieux de diversité peut trouver satisfaction dans leur étude. Depuis quelques années maintenant, des aurores ont également été mise en évidence sur les planètes géantes, particulièrement sur Jupiter. Bien que le même nom soit attribué aux phénomènes sur les deux planètes, il n'en reste pas moins que les mécanismes en jeu sont de nature différente. Sur Terre, les aurores polaires sont contrôlées par la reconnexion magnétique induite par le cycle de Dungey, tandis que les aurores joviennes font intervenir le cycle de Vasylunas dans une magnétosphère fermée. Malgré des processus distincts selon la planète considérée, il semble pourtant qu'un champ magnétique soit nécessaire pour qu'elles puissent se produire.

Pendant longtemps, l'existence d'un champ magnétique sur Mars a été ignorée. Pour cette raison, les scientifiques ne s'attendaient pas à y observer des phénomènes auroraux. Ce n'est que fin des années 90, grâce à des mesures de Mars Global Surveyor, qu'un champ magnétique rémanent dû à la croûte martienne a été mis en évidence. Quelques années plus tard, en 2005, des mesures de spectroscopie de SPICAM à bord de Mars Express ont permis la première découverte d'un cas d'aurore sur Mars [Bertaux *et al.*, 2005]. D'autres cas ont été rapportés par la suite par Leblanc *et al.* [2008]. Ce sont ces aurores martiennes que nous investiguons dans ce mémoire. Notre travail a consisté à chercher de nouvelles détections pour étoffer notre échantillon, à partir des mesures de SPICAM. Nous avons ensuite étudié leur signature spectrale et leurs dimensions physiques, et nous avons recherché des indices quant au fonctionnement des processus auroraux sur Mars.

Notre travail s'organise de la manière suivante : dans le premier chapitre, nous commencerons par une description générale de la planète Mars et de son atmosphère, ainsi que des anomalies magnétiques dans la croûte martienne. Le second chapitre consistera en un historique des découvertes aurorales sur Mars, retraçant un aperçu du travail déjà effectué sur ce sujet. Dans le troisième chapitre, nous présenterons la mission Mars Express et l'instrument SPICAM à son bord. La première partie du chapitre 4 rendra compte de notre recherche des aurores et de leur analyse

spectrale. Dans la seconde partie, nous présenterons les résultats obtenus concernant l'altitude des régions aurorales, leurs dimensions, leurs intensités et leurs localisations par rapport au champ magnétique martien. Nous avons également utilisé un modèle numérique de Monte-Carlo pour rendre compte des émissions aurorales, dont la description et les résultats seront exposés au chapitre 5. Finalement, nous concluons ce travail en résumant nos résultats et en exposant quelques pistes à suivre pour un travail futur au chapitre 6.

Chapitre 1

Mars et son atmosphère

1.1. Généralités à propos de Mars

En raison de sa magnitude et de sa proximité avec la Terre, la planète Mars est visible à l'œil nu. Cela a permis aux hommes de l'observer depuis l'Antiquité. A cause de sa couleur rouge, elle a été nommée d'après le dieu romain de la guerre. Au fil du temps, elle a été la source de nombreux récits de science-fiction et de multiples fantasmes quant à une possible vie extraterrestre. Cependant, avec l'avènement de la conquête spatiale et les sondes spatiales envoyées vers la planète rouge, il a été établi que la seule forme de vie qui pourrait y subsister prendrait l'apparence de simples micro-organismes.

Tout comme la Terre, Vénus et Mercure, Mars est une planète tellurique. Elle possède deux satellites naturels, Déimos et Phobos. Malgré le fait qu'elle soit sa voisine directe, elle présente cependant de notables différences avec notre planète. La première est sa taille : avec un rayon moyen de 3389,5 km, elle est presque deux fois plus petite que la Terre et son champ de gravité est environ trois fois moindre. Il est important de noter que cette planète présente un renflement équatorial non-négligeable par rapport à sa taille. En conséquence, son rayon et sa gravité varient fortement entre l'équateur et les pôles. L'ensemble des grandeurs caractéristiques relatives à Mars et à la Terre est repris au tableau 1.

Mars est la quatrième planète la plus proche du Soleil, juste derrière la Terre. Son demi-grand axe étant supérieur à celui de la Terre, une année martienne dure plus longtemps qu'une année terrestre, conformément aux lois de Kepler. Un jour martien est également plus long qu'un jour terrestre de 41 minutes. En raison de l'excentricité assez marquée de l'orbite et de l'importante inclinaison de l'axe de rotation, l'année martienne est divisée en quatre saisons fortement marquées

et de longueurs inégales. Ce cycle saisonnier a une forte influence sur la circulation atmosphérique, la formation des calottes glaciaires ou encore sur les tempêtes de poussière.

	Mars	Terre
Demi-grand axe (UA)	1,52	1
Excentricité	0,093	0,017
Période de révolution (jours)	365,24	365,24
Période de rotation	24h 37m	23h 56m
Obliquité	25,19°	23,45°
Masse ($\times 10^{23}$ kg)	6,4185	59,736
Rayon équatorial (km)	3396,2	6378,1
Rayon polaire (km)	3376,2	6356,7
Gravité à l'équateur ($m s^{-2}$)	3,69	9,78
Gravité aux pôles ($m s^{-2}$)	3,76	9,83
Densité ($g cm^{-3}$)	5,52	3,91
Pression atmosphérique (Pa)	$0,7-0,9 \times 10^3$	$1,01 \times 10^5$
Température moyenne de surface	210 K	288 K

Tableau 1 : comparaison entre les caractéristiques de la Terre et de Mars [Bond, 2012 ; Cox, 2008]

La densité, bien que plus faible que celle de la Terre, révèle clairement une composition rocheuse. Les modèles de formation des planètes indiquent que Mars a subi une différenciation et que sa structure interne est semblable à celle de la Terre, c'est-à-dire divisée en une croûte, un manteau et un noyau. Cependant, la plus faible densité de Mars fait penser que ce noyau occupe une fraction plus petite de l'intérieur que le noyau terrestre. De plus, la masse environ dix fois plus faible que celle de la Terre ne permet qu'une activité interne réduite. Par ailleurs, le relief de surface est très riche : le paysage est parsemé de cratères, de plaines, de montagnes, de volcans, de vallées ou encore de canyons et présente un important dénivelé, qui atteint une trentaine de kilomètres entre l'Olympus Mons culminant à presque 25 km et le bassin Hellas profond de plus de 8 km. Précisons que la couleur rouge de la surface est causée par la présence d'hématite de fer (Fe_2O_3) en grande quantité dans le sol.

L'atmosphère est composée de dioxyde de carbone à 95 % mais elle est si ténue que la pression atmosphérique moyenne au sol est cent fois plus faible que sur Terre. La température moyenne qui y règne est très basse, comparable aux températures extrêmes en Antarctique. Cela s'explique par la distance entre Mars et le Soleil, telle que Mars reçoit moins de la moitié de l'énergie solaire reçue par l'atmosphère terrestre. De plus, à cause de la fine épaisseur et de la faible densité de l'atmosphère martienne, l'effet de serre est minime. Néanmoins, les températures

fluctuent énormément entre hiver et été, entre jour et nuit, et entre basses et hautes latitudes : elles peuvent descendre jusque 140 K en hiver aux pôles, et atteindre 290 K à l'équateur.

1.2. L'atmosphère de Mars

1.2.1. Composition

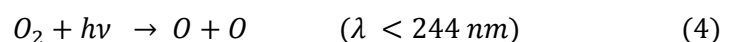
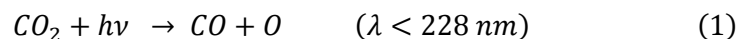
Le constituant majoritaire de l'atmosphère de Mars est le dioxyde de carbone. Il représente plus de 95% du volume de l'atmosphère, contre seulement 2,7% pour l'azote moléculaire qui est le second composant le plus abondant. D'autres gaz, tels que le monoxyde de carbone, l'oxygène moléculaire ou l'eau, sont présents à l'état de traces.

Constituant atmosphérique	Composition volumétrique
Dioxyde de carbone (CO ₂)	95,3 %
Azote (N ₂)	2,7 %
Argon (Ar)	1,6 %
Oxygène (O ₂)	0,13 %
Monoxyde de carbone (CO)	0,08 %
Eau (H ₂ O)	0,03 %

Tableau 2 : Composition volumétrique des principaux constituants de l'atmosphère de Mars [Bond, 2012 ; IASB].

1.2.1.1. Photochimie du CO₂

Le monoxyde de carbone et l'oxygène moléculaire sont en réalité des produits de la photochimie du dioxyde de carbone. En effet, le rayonnement solaire de longueur d'onde inférieure à 228 nm permet de dissocier la molécule de CO₂ en oxygène atomique et en monoxyde de carbone. Dans un cas, les produits de la réaction se recombinent pour reformer du CO₂. Dans l'autre cas, l'oxygène atomique ainsi créé se recombine ensuite pour former de l'oxygène moléculaire. Un équilibre s'installe entre la production d'O₂ par recombinaison et sa destruction par photolyse :

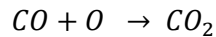
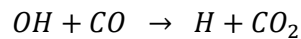
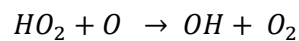
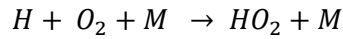


Cependant, la recombinaison (2) de O et CO est spin-interdite et donc très lente. On s'attendrait donc à trouver du CO et de l'O₂ en très large abondance, dans une proportion 2:1. Les calculs d'un tel équilibre photochimique prévoient des abondances de l'ordre de 8% et 4% respectivement. Ces chiffres sont beaucoup plus importants que les proportions observées : il faut

en effet tenir compte du rôle des constituants HO_x (hydrogène non-apparié), qui s'insèrent dans un cycle catalytique du dioxyde de carbone. Ce cycle repose sur la présence de vapeur d'eau dans l'atmosphère et dépend, de ce fait, fortement de la température. Il va consommer du CO et du O pour produire du CO₂. Il est induit par la photodissociation des molécules d'eau :



L'équation bilan de ce cycle est obtenue selon les réactions suivantes :



Ce cycle nous montre, entre autres, que si la quantité de vapeur d'eau (H₂O) dans l'atmosphère augmente, il y aura plus d'oxygène atomique O consommé. Cet oxygène ne sera plus disponible pour former de l'ozone suivant la réaction : $O + O_2 \rightarrow O_3$. La production d'ozone sera moindre et il continuera d'être consommé suivant la réaction : $H + O_3 \rightarrow OH^* + O$. La quantité d'ozone dans l'atmosphère va donc diminuer. L'ozone est effectivement peu présent sur Mars et sa densité est anti-corrélée avec celle de la vapeur d'eau. Il n'est d'ailleurs pas assez abondant pour permettre à la structure atmosphérique de présenter une stratosphère.

1.2.1.2. Variations saisonnières de pression

Durant l'hiver martien, les températures aux pôles peuvent descendre en dessous du point de condensation du dioxyde de carbone et une partie du CO₂ atmosphérique est transformée en calotte polaire. Lors de l'été, lorsque les pôles sont exposés à la lumière solaire et que la température augmente, cette calotte sublime et restitue le CO₂ à l'atmosphère. Ce phénomène se produit en alternance entre les deux pôles : la glace condense au pôle où règne l'hiver et sublime dans l'autre pôle qui est en plein été. On observe jusqu'à 25% du dioxyde de carbone emprisonné dans les glaces, ce processus saisonnier entraîne donc une forte variation de la composition et de la pression atmosphérique au cours de l'année. Cette variation de pression atmosphérique a été mesurée par les atterrisseurs Viking sur une durée de quatre ans. Ces mesures sont représentées à la figure 1 et montrent une variation totale de 2 mbar entre l'automne et l'hiver, soit environ 20%. Notons que les sites d'atterrissage de Viking 1 et Viking 2 étaient différents, c'est la raison pour laquelle les pressions des deux courbes ne sont pas tout à fait identiques.

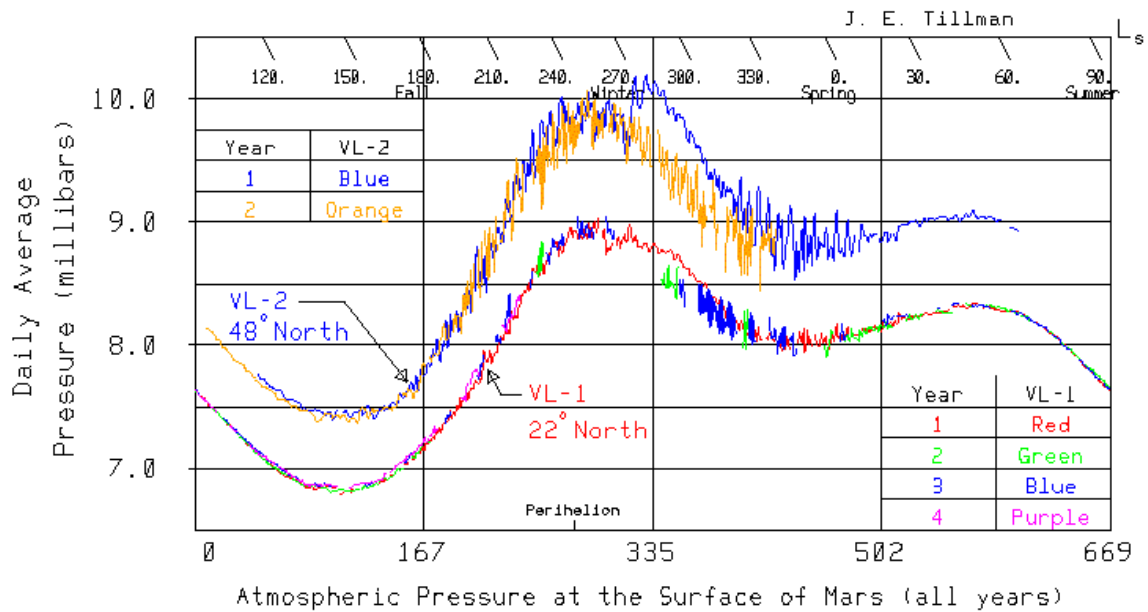


Figure 1 : Mesures de la pression atmosphérique moyenne à la surface de Mars en fonction du temps par les atterrisseurs Viking 1 et Viking 2. Les couleurs des différentes courbes se rapportent aux différentes années de prise de mesures. Les longitudes solaires permettent de repérer les saisons (NASA).

1.2.2. Structure de l'atmosphère

1.2.2.1. Profil de température

L'atmosphère martienne se divise en 3 parties : une troposphère, une mésosphère et une thermosphère (figure 2). Elle ne présente pas de stratosphère car l'ozone n'est pas suffisamment abondant pour absorber le rayonnement solaire ultraviolet de manière efficace et réchauffer l'atmosphère. La troposphère s'étend à partir du sol jusqu'à une quarantaine de kilomètres d'altitude. C'est une région dominée par la convection et caractérisée par une diminution de température lorsque l'altitude augmente. Au-dessus de la tropopause, on observe une région de température à peu près constante qui s'étend jusqu'à 100 km d'altitude et qui correspond à la mésosphère. Il s'y installe un équilibre entre l'absorption du flux montant radiatif provenant du sol et de la troposphère, et le flux réémis vers l'espace. Au-delà d'une centaine de kilomètres est située la thermosphère où la température augmente avec l'altitude. Cette augmentation de température est due à l'absorption du rayonnement solaire ultraviolet lointain par les composants atmosphériques de cette couche. Cette région se confond en partie avec l'ionosphère : les particules sont ionisées à la fois par l'absorption du rayonnement ultraviolet énergétique et par l'interaction directe du vent solaire avec l'atmosphère supérieure de Mars, en l'absence d'un bouclier magnétique efficace. A cause de la faible densité de cette région, les températures de la thermosphère tendent asymptotiquement vers une température exosphérique, constante avec l'altitude et dépendante de l'activité solaire (éjections de masse coronale, éruptions, cycle solaire...).

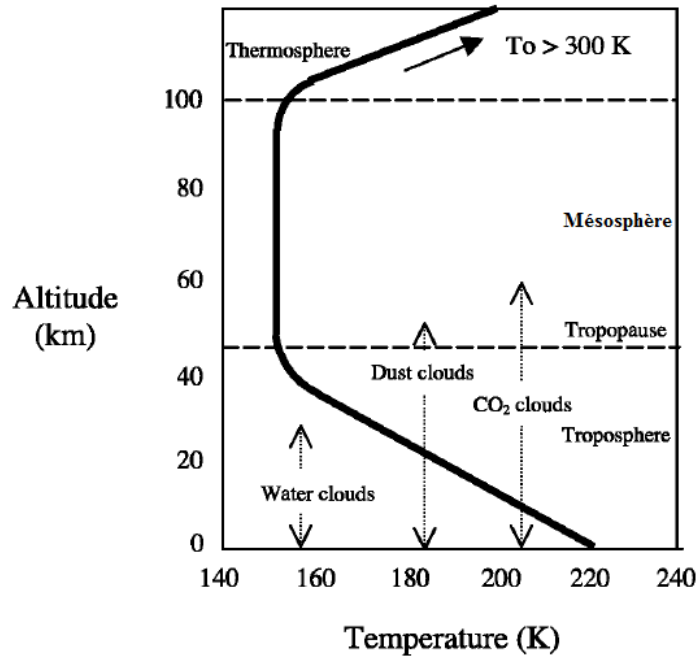
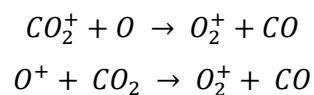


Figure 2 : Profil de température de l'atmosphère de Mars. Adapté de *Cole and Woolfson* [2002].

1.2.2.2. Thermosphère

La thermosphère est donc une région raréfiée de l'atmosphère, s'étendant d'environ 100 km jusqu'à l'exobase. Comme nous venons de le préciser, cette région est caractérisée par une importante augmentation de la température avec l'altitude. Cette température tend asymptotiquement vers une valeur maximale qui est la température exosphérique, variable suivant l'activité solaire.

Une partie de la thermosphère correspond également à l'ionosphère : comme nous l'avons expliqué, les particules chargées du vent solaire ainsi que le rayonnement ultraviolet énergétique ionisent les atomes et les molécules de la partie supérieure de l'atmosphère. En particulier, l'ionosphère est formée par photo-ionisation de la molécule CO_2 et de l'oxygène atomique O , produisant des ions O_2^+ suivant les réactions de transfert de charge :



Elle est également caractérisée par la transition entre homosphère et hétérosphère, avec une homopause se situant vers 125 km d'altitude (figure 3). En-dessous de cette altitude, dans l'homosphère, les constituants atmosphériques inertes sont brassés par la turbulence atmosphérique. Ce processus tend à uniformiser la composition atmosphérique, c'est-à-dire que les concentrations relatives des constituants chimiquement inertes restent constantes. Au contraire, au-delà de l'homopause, dans l'hétérosphère, la diffusion moléculaire est efficace et chaque gaz

diffuse de manière à adopter sa propre hauteur d'échelle. Il en résulte une composition non-uniforme, avec stratification de l'atmosphère : la proportion de composants légers devient de plus en plus importante lorsque l'altitude augmente. Les composants plus lourds comme le CO_2 et le CO seront donc plus abondants dans la basse thermosphère, tandis que les composants légers tels que O et H seront plus abondants dans la haute thermosphère [Bougher, 1995]. La figure 4 représente la densité des principaux composants atmosphériques neutres en fonction de l'altitude. On observe effectivement une dominance de l'oxygène atomique à haute altitude, tandis que le dioxyde de carbone est plus important en dessous de 200 km. Les densités mesurées par les sondes Viking lors de leur descente dans l'atmosphère de Mars confirment une dominance du dioxyde de carbone et de l'azote en dessous de 200 km (figure 5).

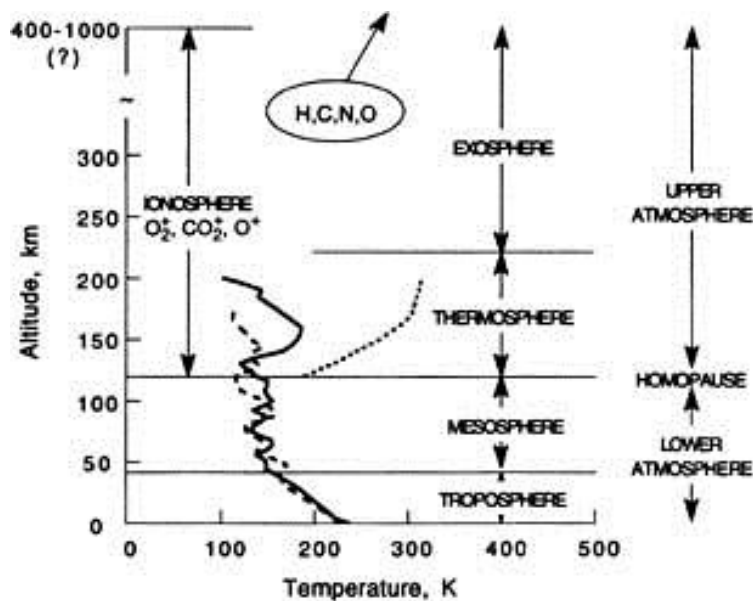


Figure 3 : Structure verticale de l'atmosphère martienne. Les lignes en trait plein et trait pointillé représentent les températures mesurées respectivement par Viking 1 et 2 lors de leur descente dans l'atmosphère de Mars. La ligne en points est un profil théorique en accord avec les mesures d'airglow de Mariner 9 [Haberle, 2000].

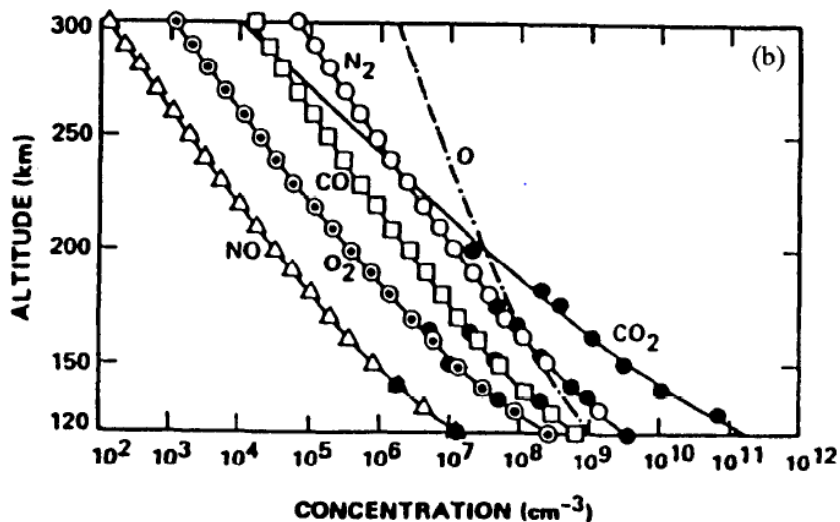


Figure 4 : Profil de densité de l'atmosphère neutre de Mars [Bougher, 1995].

L'ionosphère est composée de deux couches principales à des altitudes de 110 et 130 km environ. Dans les régions de champ magnétique intense, l'altitude de l'ionopause peut se situer à plus de 400 km. Il a été mis en lumière grâce à Mars Express qu'il existait également une ionosphère du côté nuit, probablement due à l'écoulement du vent solaire autour de la planète qui crée une population de particules chargées. L'interaction directe du vent solaire avec l'atmosphère est en grande partie responsable de l'érosion de l'atmosphère : les collisions avec les particules du vent solaire transfèrent de l'énergie aux atomes et molécules de l'atmosphère, qui voient leur vitesse augmenter et éventuellement dépasser la vitesse d'échappement. Ces particules peuvent alors quitter l'atmosphère martienne [Bond, 2012].

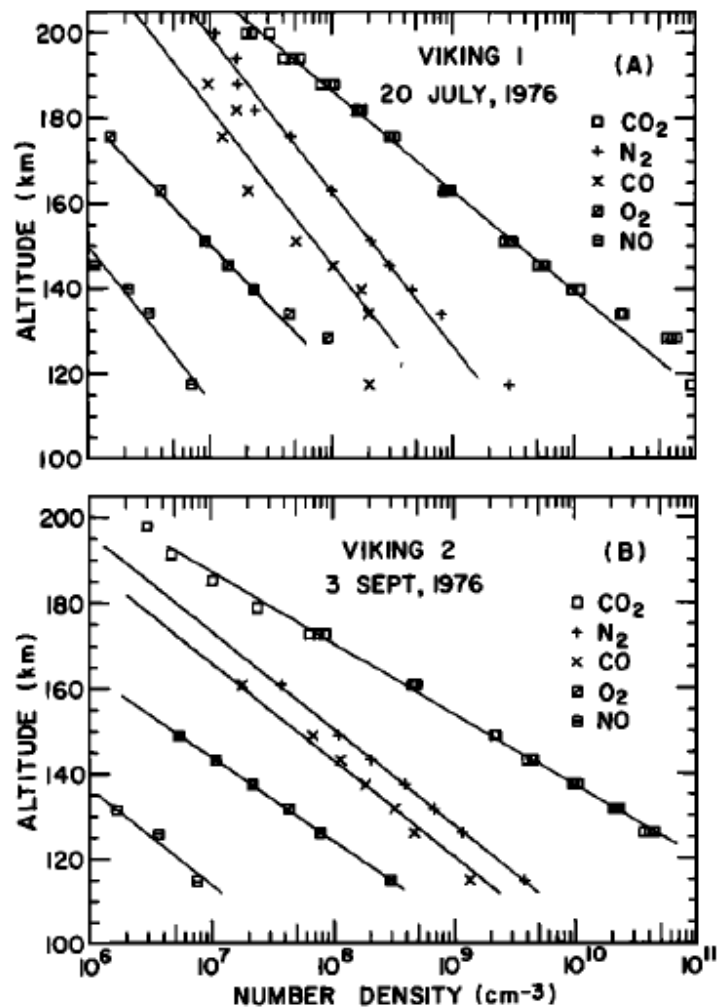


Figure 5 : Mesures de densité numérique du CO₂, N₂, CO, O₂ et NO dans l'atmosphère de Mars par les sondes Viking 1 et 2 [Nier and McElroy, 1977].

1.2.2.3. Nuages

Bien que les nuages ne jouent pas un rôle prépondérant dans la dynamique de l'atmosphère de Mars, précisons tout de même que des brumes de vapeur d'eau peuvent se former au-dessus des volcans ou au niveau du terminateur, semblables à des brumes matinales. Au niveau des pôles, de très fins nuages d'eau ou de dioxyde de carbone se développent également.

Un autre type de nuage peut jouer un rôle important : ce sont les nuages de poussière. La surface de Mars est recouverte d'un fin régolithe régulièrement balayé par les vents. Cela a pour conséquence de mettre les particules en suspension dans l'air et de former des « nuages de poussière ». Tous ces types de nuages peuvent modifier le caractère isotherme de l'atmosphère moyenne : lorsqu'ils sont présents, le rayonnement solaire incident peut être absorbé ou rétrodiffusé vers l'espace, bousculant ainsi la balance entre le flux absorbé et le flux émis, et refroidissant la température au sol [Bond, 2012 ; Taylor, 1985].

1.2.2.4. Circulation atmosphérique

La circulation atmosphérique globale consiste en une unique cellule de Hadley s'étendant de l'équateur aux pôles. Cette cellule atteint une épaisseur de 50 km au niveau de l'équateur, à comparer avec l'épaisseur de 20 km de la cellule de Hadley terrestre. L'air s'élève dans l'hémisphère d'été et est transporté vers l'hémisphère d'hiver où il se refroidit et redescend vers la surface. Il existe également un transport du point subsolaire vers le point antisolaire. En effet, l'air au point subsolaire est chauffé et s'élève par convection, il est alors transporté vers le point antisolaire. Arrivé au point antisolaire, l'air a refroidit et retombe [Taylor, 1985].

Précisons que, étant donné que la période de rotation de Mars sur elle-même est très proche de celle de la Terre, il est évident que les forces de Coriolis exercent un effet non-négligeable. Ces forces provoquent une déflexion des masses d'air et créent des vents zonaux. L'effet résultant est la présence de vents d'est dans l'hémisphère d'hiver et de vents d'ouest dans l'hémisphère d'été [Bond, 2012].

1.2.3. Airglow

De manière générale, on appelle *airglow* l'ensemble des émissions non-thermiques caractéristiques d'une atmosphère. De telles émissions existent dans le cas de Mars, autant côté jour où elles sont appelées *dayglow*, que côté nuit où elles sont appelées *nightglow*. Bien que ces émissions s'étendent de l'infrarouge à l'ultraviolet lointain, seule leur signature spectrale dans l'ultraviolet nous intéresse dans le cadre de ce travail. Précisons que ces émissions ne sont uniformes ni du point de vue de la distribution spatiale, ni du point de vue de l'intensité. Enfin,

notons déjà que le spectre d'aurore UV que nous cherchons à détecter est très semblable à celui du dayglow et se superpose à l'émission sous-jacente de la molécule NO. C'est pourquoi, nous décrirons maintenant les caractéristiques spectrales de ces émissions.

1.2.3.1. Dayglow

Le principal composant à la base de la production du dayglow martien est le dioxyde de carbone, le composant majoritaire de l'atmosphère. Ce composant lui-même et les produits de sa photochimie contribuent à la majeure partie de ces phénomènes de luminescence diurne. Côté jour, les atomes, ions et molécules en action sont le CO_2 , CO , CO_2^+ , C , O , O_2^+ , H et N . Ces particules sont à l'origine des émissions de dayglow reprises au tableau 3 via différents mécanismes tels que la diffusion résonnante ou la recombinaison dissociative. Ces processus sont repris à la figure 7 et sont associés à chaque émission au tableau 3. A la figure 6, on retrouve un spectre typique de dayglow ultraviolet.

Du point de vue de l'intensité, le système de Cameron pour le CO et le doublet CO_2^+ au voisinage de 289 nm dominant. Ce sont ces émissions qui portent principalement la signature spectrale du dayglow. On note aussi la présence des bandes A-X ($4^{\text{ème}}$ système positif) de CO dont plusieurs sont optiquement épaisses.

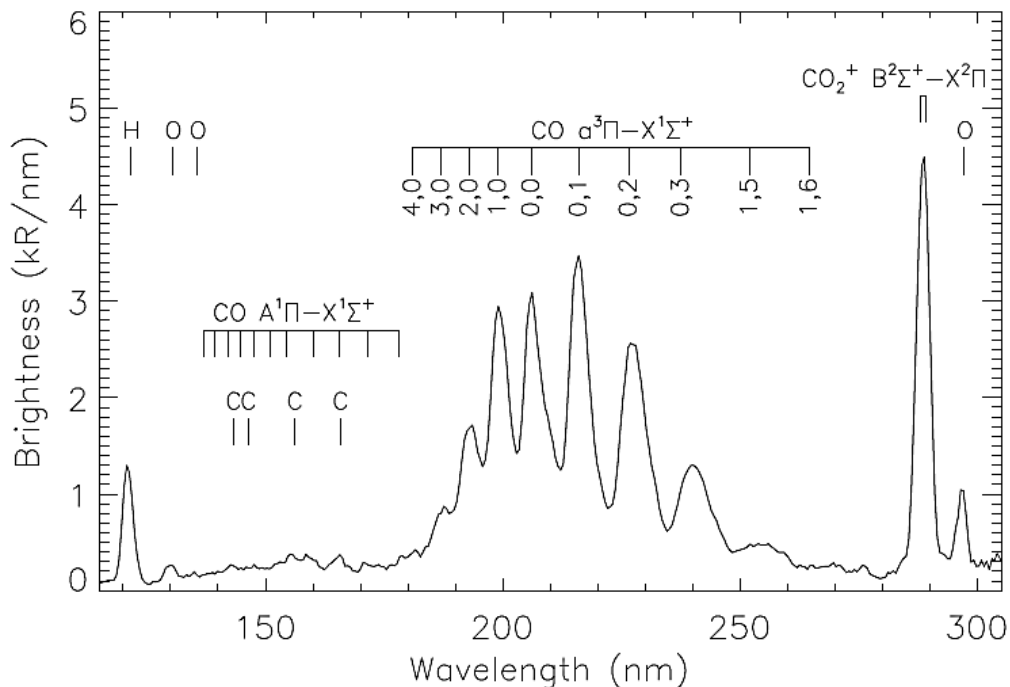


Figure 6 : Spectre ultraviolet du dayglow de Mars [Cox et al, 2010].

Transition	Longueur d'onde (nm)	Appellation	Mécanismes
H	121,6	Lyman- α	RS (H)
$CO_2^+ (B^2\Sigma^+ - X^2\Pi)$	288,3 ; 289,6	Doublet CO_2^+	PI(CO_2) EI (CO_2)
$CO (a^3\Pi - X^1\Sigma^+)$	190 – 270	Bandes de Cameron du CO	RS ; EE (CO) ED ; PD (CO_2) DR (CO_2^+) RS (CO)
$CO (A^1\Pi - X^1\Sigma^+)$	128 – 180	Quatrième positif du CO	ED ; PD (CO_2) DR (CO_2^+)
C	156,1	-	ED ; PD (CO_2) RS (C)
C	165,7	-	ED ; PD (CO_2) RS (C)
O	297,2	-	ED ; PD (CO_2) EE (O) DR (O_2^+)
$O (^3S_2^0 - ^3P_{1,2})$	135,6 ; 135,8	-	ED (CO_2) EE (O)
$O (^3S^0 - ^3P_{2,1,0})$	130,2 ; 130,4 ; 130,6	-	EE (CO_2) RS (O)
N	120	-	RS (N)
$CO^+ (B^2\Sigma^+ - X^2\Sigma^+)$	210 – 270	-	PI ; EI (CO_2)

Tableau 3 : Emissions ultraviolettes de dayglow observées sur Mars. Les abréviations sont explicitées dans la légende de la figure 7 et l'espèce indiquée entre parenthèse est l'espèce neutre à l'origine de l'émission via le processus indiqué [Leblanc, 2006a ; Cox, 2010].

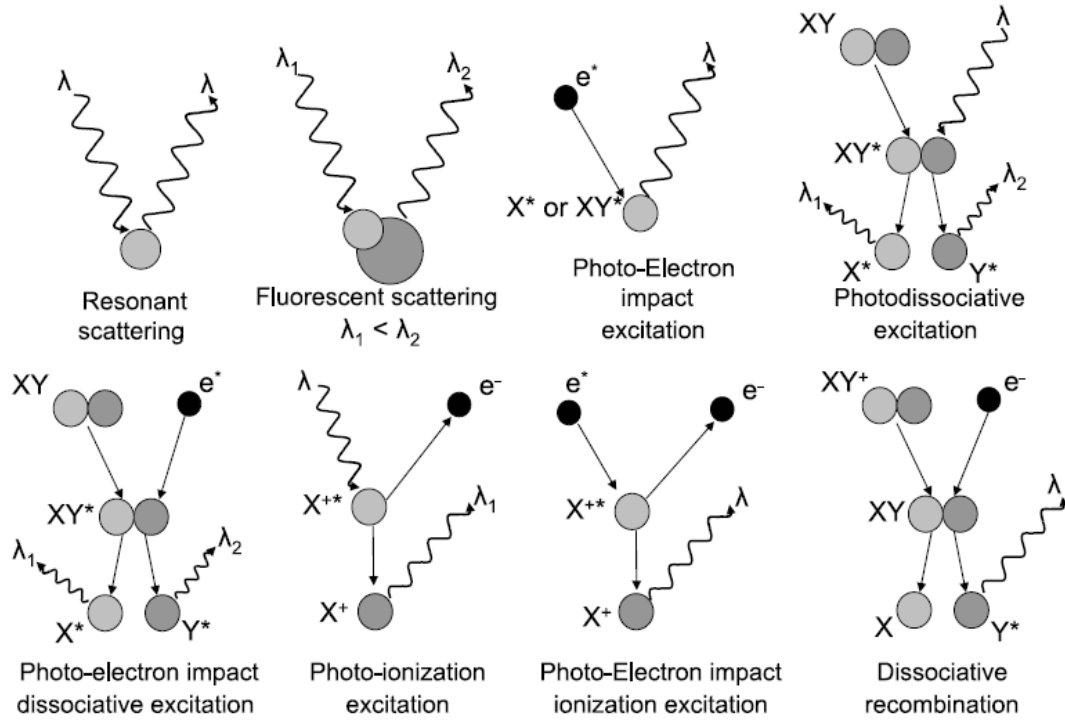
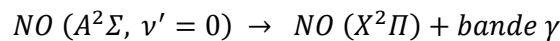
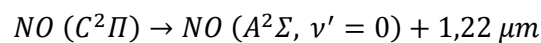
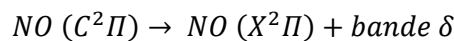
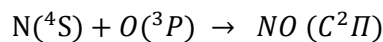


Figure 7 : Mécanismes à l'origine du dayglow. Les abréviations correspondantes sont : diffusion résonnante et diffusion fluorescente (RS), excitation par impact de photoélectron (EE), excitation photo-dissociative (PD), excitation photo-dissociative par impact de photoélectrons (ED), photo-ionisation (PI), ionisation par impact de photoélectrons (EI), recombinaison dissociative (DR) [Leblanc *et al.*, 2006a].

1.2.3.2. Nightglow

L'émission de nightglow est issue de la recombinaison radiative de l'azote $N(^4S)$ et de l'oxygène $O(^3P)$ pour former une molécule d'oxyde nitrique dans un état excité $NO(C^2\Pi)$. L'oxygène atomique O est produit côté jour par photodissociation du CO_2 , CO et O_2 . De manière semblable, l'azote atomique N est produit du côté éclairé par impact de photon ou d'électron avec la molécule de N_2 . Une fois produits, les atomes de N et de O sont déplacés par le transport du point subsolaire vers le point antisolaire et se recombinent du côté nuit pour donner une molécule de NO excitée. Lorsque cette molécule se désexcite, elle émet dans les bandes ultraviolettes δ et γ du NO. Ces bandes γ et δ produisent le spectre de nightglow dont un exemple est donné à la figure 8. On note que dans le cas de la bande γ , la désexcitation se fait en passant par l'état ($A^2\Sigma, v' = 0$) du NO :



La bande δ s'étend de 180 à 270 nm et la bande γ de 220 à 310 nm. Ces intervalles de longueur d'onde recouvrent à peu près la même gamme spectrale que les bandes de Cameron du dayglow. Nous reviendrons plus en détail sur le rôle du nightglow de NO au chapitre 4 lorsque nous examinerons la superposition entre les bandes de cette molécule et les signatures spectrales de la précipitation aurorale.

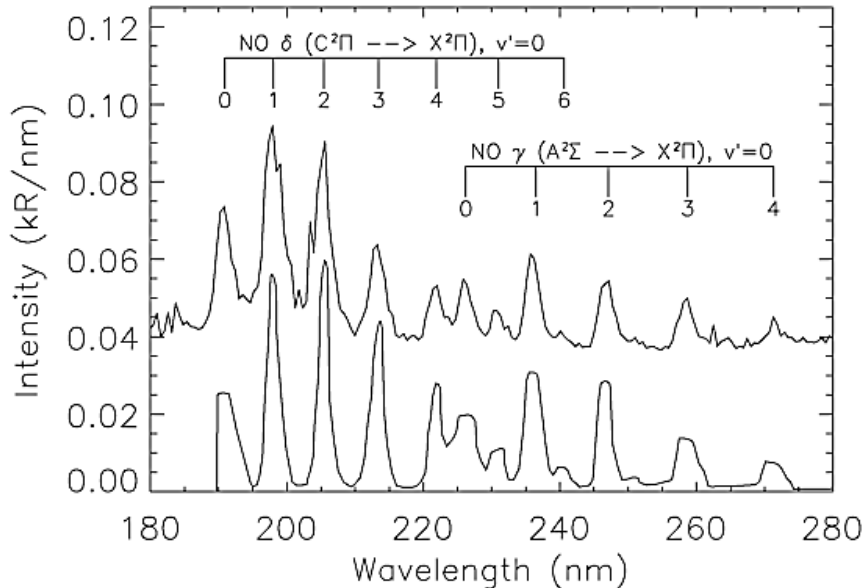


Figure 8 : Spectre du nightglow de Mars [Cox *et al.*, 2008].

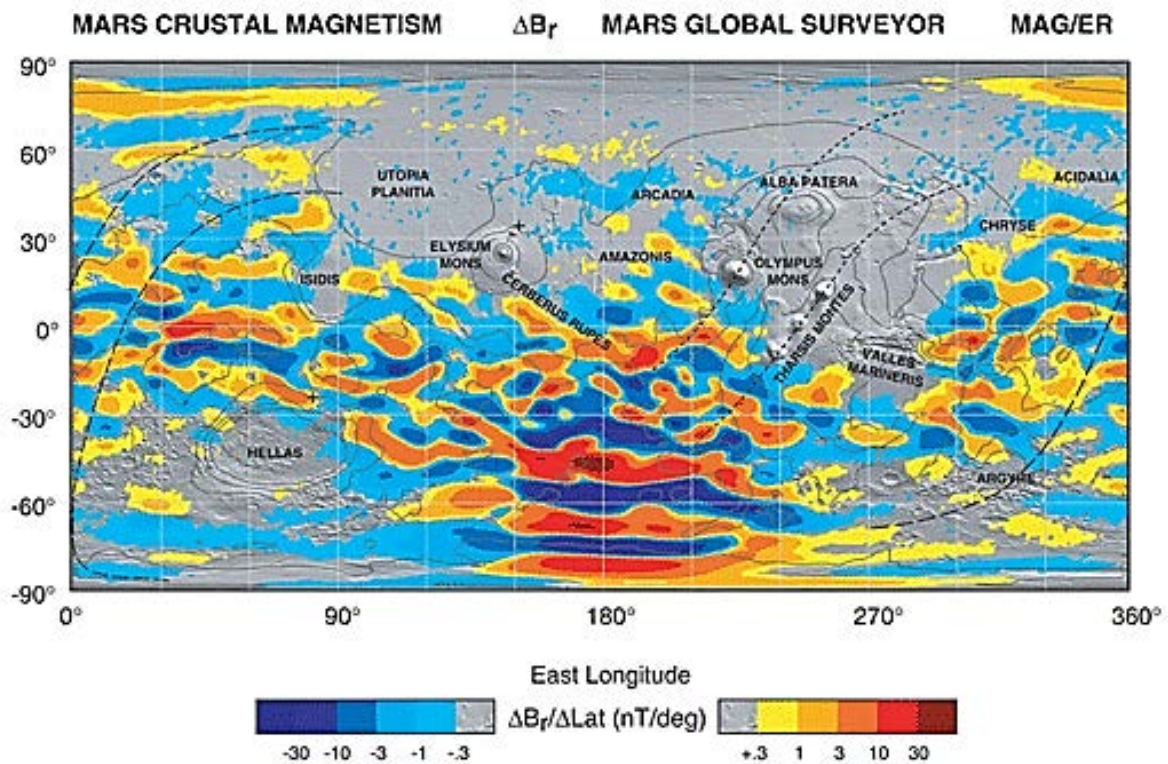
1.3. Champ magnétique rémanent

Mars ne possède pas de champ magnétique intrinsèque dipolaire, caractéristique d'une source interne de type dynamo active. Pourtant, Mars Global Surveyor (MGS) a cartographié un champ magnétique montrant des variations spatiales à petite échelle, que l'on a attribué à un magnétisme rémanent dans la croûte de Mars. En réalité, le champ magnétique mesuré par MGS contient deux contributions : les sources contenues dans la croûte de la planète et le champ externe induit par l'interaction entre le vent solaire et l'ionosphère. Ce champ externe fluctue fortement et peut varier de quelques nT à, rarement, une centaine de nT. L'effet de ce champ externe peut être minimisé en n'utilisant que des données relatives à l'hémisphère dans l'obscurité. Le champ magnétique rémanent, quant à lui, atteint un maximum de ~ 220 nT à une altitude moyenne de 400 km. Sur Terre, le magnétisme rémanent est au moins un ordre de grandeur plus petit que celui de Mars [Connerney *et al.*, 2001].

Ce magnétisme de croûte est probablement dû à un effet de rémanence thermomagnétique : par le passé, Mars a dû posséder une dynamo active lui permettant de maintenir un champ magnétique intense. Lorsque les roches à la surface de Mars ont refroidi et que leur température est tombée en-dessous de la température de Curie, elles ont enregistré le champ magnétique ambiant.

La dynamo de Mars aurait stoppé peu après. Cela implique que la croûte doit contenir du fer sous une forme pouvant acquérir un champ magnétique rémanent et le conserver durant plusieurs centaines de millions d'années. L'hématite de fer, dont la présence a été identifiée à la surface de Mars, semble être un bon candidat. D'autres minéraux, comme la pyrrhotite (Fe_7S_8), pourraient également se trouver à la surface de Mars. Les températures de Curie de ces minéraux étant différentes et le refroidissement ayant probablement été non-uniforme, cela explique la non-uniformité spatiale du champ rémanent.

L'une des constatations les plus intrigantes concernant ce champ magnétique rémanent est l'existence d'un champ intense au sud, dans les régions de haute altitude présentant de nombreux cratères, tandis que les régions de basse altitude au nord sont bien plus faiblement magnétisées. Les zones autour des bassins Argyre et Hellas sont, elles aussi, peu ou pas magnétisées (figure 9). Ce contraste a été relié avec une dichotomie géologique : il semblerait que les terrains au sud de la frontière dichotomique soient plus anciens, avec plus de cratères d'impact et un relief plus élevé. Ils correspondent au champ magnétique plus intense. Au contraire, les terrains au nord, montrant une magnétisation quasiment inexistante, apparaissent plus jeunes et plus bas en altitude. Ils ont donc dû subir un processus de renouvellement de la surface [Connerney *et al.*, 2001]. Malgré les nombreuses théories proposées pour expliquer ce phénomène, cette dichotomie de la magnétisation à la surface de Mars reste encore un mystère.



Connerney, J. E. P. et al., (2005) Proc. Natl. Acad. Sci. USA, 102, No. 42, 14970-14975.

R1599.tpub

Figure 9 : Carte du champ magnétique radial de Mars à 400 km d'altitude obtenue par Mars Global Surveyor superposée à une carte du relief [Connerney *et al.*, 2005].

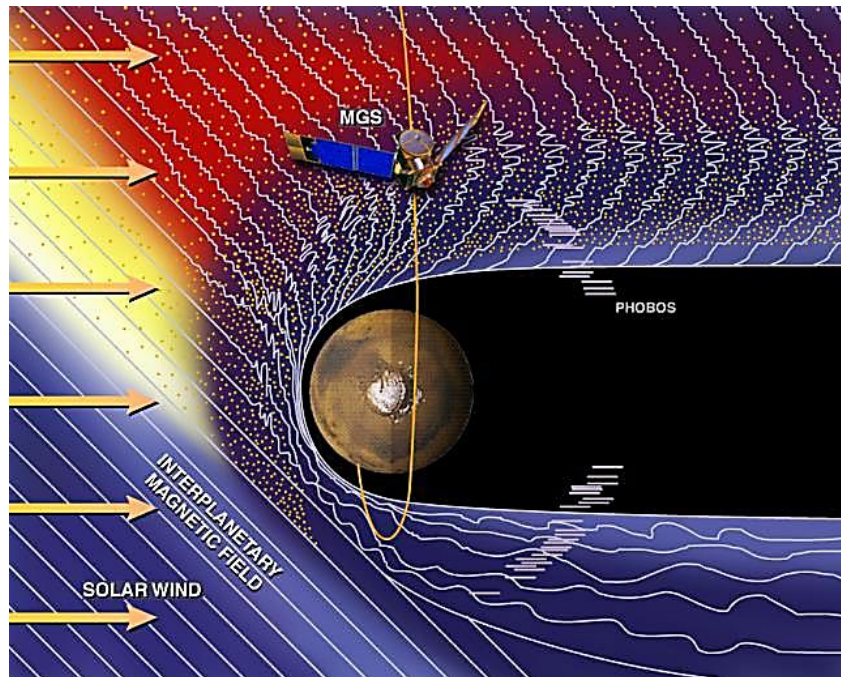


Figure 10 : Représentation schématique de la magnétosphère de Mars. Le vent solaire est ralenti jusqu'à une vitesse subsonique en amont de la planète et il y a formation d'un « bow shock ». L'absence de champ magnétique global permet aux particules énergétiques d'interagir directement avec la haute atmosphère [Bond, 2012].

Etant donné l'absence de champ magnétique intrinsèque, la magnétosphère de Mars n'est pas un système complexe résultant de l'équilibre entre la pression du champ magnétique de la planète et la pression du vent solaire, comme celle de la Terre ou des planètes géantes. Sur Mars, la magnétosphère est dite induite : l'intensité du champ magnétique est bien inférieure à celle d'un champ magnétique dipolaire tel que celui de la Terre et la pression magnétique exercée n'est pas suffisante pour équilibrer la pression du vent solaire. C'est l'agitation des particules de l'ionosphère qui fournit la pression dynamique nécessaire pour contrebalancer la pression du vent solaire.

Chapitre 2

Mars Express et SPICAM

L'ensemble des données utilisées dans le cadre de ce mémoire provient de l'instrument SPICAM UV à bord de Mars Express. Dans un souci de complétion, afin que le lecteur puisse disposer des informations utiles à la compréhension des différentes étapes du traitement, de l'analyse et de l'interprétation des données, nous avons réalisé dans ce chapitre un bref résumé des caractéristiques de la mission et de l'instrument. L'ensemble de ces renseignements provient de *Bertaux et al.* [2006], de la thèse de doctorat de C. Cox ainsi que du site internet de l'ESA.

2.1. Mars Express

2.1.1. La mission Mars Express

La mission Mars Express est une sonde de l'Agence Spatiale Européenne (ESA) ayant pour but d'étudier la surface, l'atmosphère, l'ionosphère ainsi que le sol de la planète Mars. Le lancement de la sonde a été effectué le 2 juin 2003, par une fusée Soyouz-FG/Fregat à partir de la base de tir de Baïkonour. En ce qui concerne sa structure, la sonde se compose de deux parties : l'orbiteur constituant le principal élément du satellite et un atterrisseur, Beagle 2, qui n'a jamais pu établir de connexion radio avec la Terre et dont la trace a été perdue dès sa séparation d'avec la sonde. Le qualificatif « Express » a été associé au nom de la mission pour évoquer les délais très brefs dans lesquels elle a été réalisée. En effet, pour minimiser le temps de transit vers Mars, le lancement devait s'effectuer dans une configuration particulière, qui ne se reproduit que tous les 26 mois. Afin de profiter de cette configuration, la mission a dû être montée plus rapidement que n'importe quel projet du même type. En seulement six mois, Mars Express atteint sa destination. Le 25 décembre 2003, il entre en orbite polaire elliptique autour de Mars.

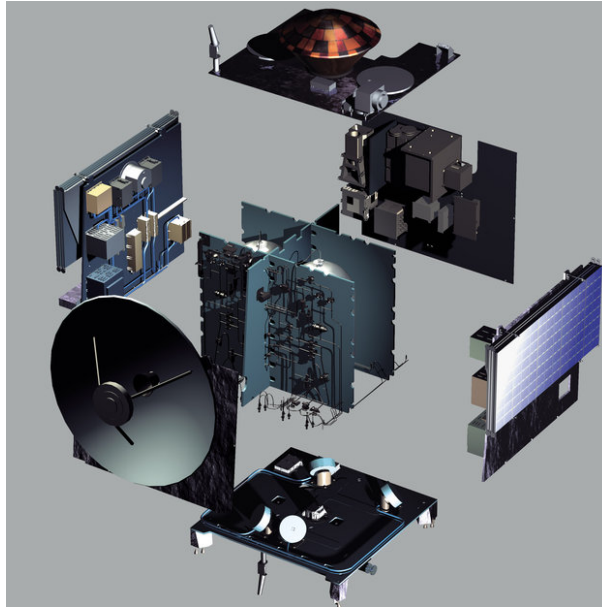


Figure 11 : Représentation de la sonde Mars Express (ESA).

Lors de son insertion, l'orbite avait pour caractéristiques une altitude du péricentre de 259 km, une altitude de l'apocentre de 11 559 km et une période de 7,57 h. Elle est modifiée en une orbite quasi-polaire le 3 mars 2005, afin d'optimiser la cartographie de la surface à l'aide de la caméra HRSC. Cette orbite opérationnelle a une période de 6,72 h, une inclinaison du plan orbital de 86°, un péricentre à 298 km d'altitude et un apocentre à 10 107 km. Après environ 11 orbites, MEX observe à nouveau la même région.

2.1.2. Les objectifs scientifiques

Mars Express a été conçu dans le but de remédier à la perte de la mission Mars 96, un ambitieux projet russe à participation européenne de l'étude de la planète Mars dont le potentiel scientifique a été perdu suite à une défaillance de la fusée lors du lancement. Les objectifs de l'orbiteur sont :

- Imager la surface de Mars, réaliser une carte en couleur et relief à haute résolution (10 mètres/pixel) pour l'ensemble de la surface et à très haute résolution (2 mètres/pixel) pour les zones sélectionnées.
- Réaliser une carte de la composition minéralogique de la surface avec une résolution de 100 mètres par pixel.
- Cartographier la composition de l'atmosphère et déterminer sa circulation globale.
- Déterminer la composition du sous-sol à quelques kilomètres de profondeur.
- Déterminer les effets de l'atmosphère sur la surface.
- Déterminer les interactions entre l'atmosphère et le vent solaire.

Les objectifs de l'atterrisseur Beagle 2 étaient :

- Déterminer la géologie, ainsi que la composition minéralogique et chimique du site d'atterrissage.
- Rechercher la signature d'une vie quelconque.
- Etudier le climat et la météo.

2.1.3. Les instruments

Afin d'atteindre les objectifs de la mission, le satellite a été équipé de plusieurs instruments, certains étant dédiés à l'étude du sous-sol et de la surface de Mars, d'autres étant chargés de sonder l'atmosphère :

High Resolution Stereo Camera (HRSC) : caméra stéréoscopique ayant pour but d'imager l'intégralité de la surface de Mars en 3D et en couleur à haute résolution (10 mètres/pixel) et les zones sélectionnées à très haute résolution (2 mètres/pixel). Elle doit effectuer la cartographie de la planète et déterminer sa topographie.

Observatoire pour la Minéralogie, l'Eau, les Glaces et l'Activité (OMEGA) : spectromètre ayant pour tâche de réaliser une carte de la composition minéralogique de la surface de Mars grâce à la lumière solaire visible et infrarouge (0,5 – 5,2 μm) réfléchi par cette surface. La lumière réfléchi par la surface devant traverser l'atmosphère avant d'atteindre le détecteur, il est également possible d'étudier l'atmosphère grâce à cet instrument.

Mars Advanced Radar for Subsurface and Ionosphere Sounding (MARSIS) : radar chargé de déterminer la structure du sous-sol de Mars. Cette antenne envoie des ondes à basse fréquence dont la plupart se réfléchissent à la surface, mais dont une faible partie pénètre la croûte et se réfléchit sur les interfaces de couches de compositions distinctes. En fonction du type de matériau rencontré, l'onde est réfléchi différemment. Ce radar permet notamment de révéler la présence d'eau ou de glace dans la croûte martienne.

Planetary Fourier Spectrometer (PFS) : spectromètre optimisé pour détecter le rayonnement infrarouge réémis après absorption de la lumière solaire par les molécules de l'atmosphère martienne, telles que le dioxyde de carbone (CO_2), l'eau (H_2O), le monoxyde de carbone (CO), le méthane (CH_4) et le formaldéhyde (CH_2O). Il a pour objectif de déterminer la composition de l'atmosphère.

Spectroscopy for the Investigation of the Characteristics of the Atmosphere of Mars (SPICAM) : spectromètre équipé de deux canaux, l'un infrarouge et l'autre ultraviolet. Le canal ultraviolet a pour mission principale de déterminer la teneur en ozone, tandis que le canal infrarouge doit essentiellement mesurer la quantité de vapeur d'eau présente dans l'atmosphère. SPICAM UV est l'instrument qui a fourni les données utilisées dans ce travail. Nous aborderons ses caractéristiques plus en détail dans la section suivante.

Analyzer of Space Plasma and Energetic Atoms (ASPERA-3) : comme son nom l'indique, ASPERA détecte les ions, les électrons et les atomes neutres énergétiques (ENAs) dans la haute atmosphère. Les particules chargées sont détectées par mesures *in situ* et les ENAs par imagerie. Les ENAs résultant des interactions entre le vent solaire et l'atmosphère, il s'agit d'étudier de tels couplages entre les deux milieux. Un autre objectif de cet instrument consiste à comprendre les mécanismes par lesquels Mars a déjà perdu une grande partie de son atmosphère, ce que l'on pense être dû à ces interactions entre vent solaire et atmosphère en l'absence d'un champ magnétique intrinsèque.

Mars Radio Science Experiment (MaRS) : émetteur radio utilisant le signal servant à transmettre les données et les instructions entre la sonde et la base de contrôle sur Terre. Deux fréquences de transmission sont disponibles, l'une dans la bande S à 2,3 GHz et l'autre dans la bande X à 8,4 GHz. Ces ondes radios permettent de sonder l'ionosphère, l'atmosphère, la surface et même la structure interne martienne. Cette structure interne est étudiée à partir du champ de gravité, calculé sur base des changements de vitesse du satellite par rapport à la Terre. Le relief est déduit de la façon dont sont réfléchies les ondes à la surface de la planète.

2.2. SPICAM UV

L'acronyme SPICAM trouve son origine dans les premières mesures d'occultations stellaires au 18^{ème} siècle. Lors de ces mesures, l'étoile Spica occulta la lune et permit de déterminer qu'elle n'était entourée d'aucune atmosphère. L'un des modes d'observation de SPICAM étant dédié à l'occultation stellaire, cet acronyme lui a été attribué.

Cet instrument et ses objectifs scientifiques ont été repris de la mission Mars 96. Cependant, la masse attribuée à SPICAM sur MEX étant largement moindre, la conception de l'instrument a dû être entièrement revue. SPICAM est constitué deux parties : le « *sensor unit* » (SU) comprenant un spectromètre UV (118-320 nm) et un spectromètre IR (1,1 – 1,7 μm), et le « *data processing unit* » (DPU) fournissant l'interface entre ces deux canaux et le satellite.

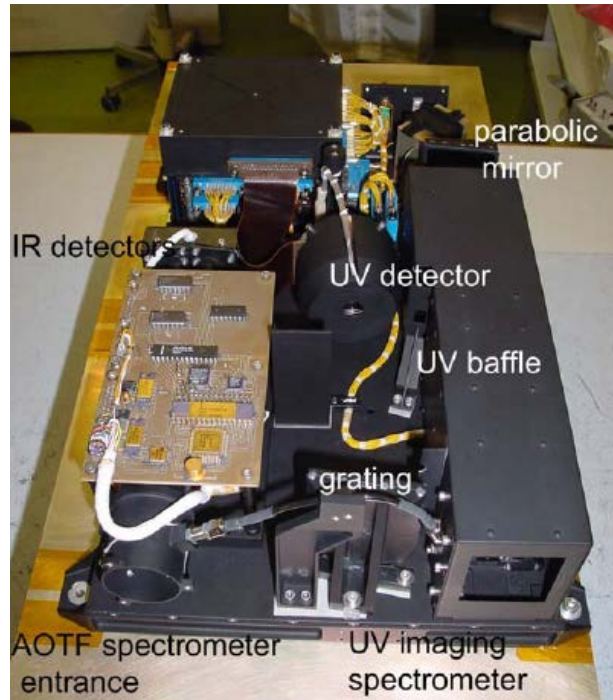


Figure 12 : Photo de SPICAM [Bertaux et al., 2006].

Les aurores que nous investiguons possèdent une signature dans le domaine ultraviolet, nous nous contenterons donc de décrire le spectromètre SPICAM UV. Les principales caractéristiques de l'instrument sont reprises au tableau 4 et le schéma optique est fourni à la figure 13. La lumière incidente passe à travers une pupille d'entrée de $40 \times 40 \text{ mm}^2$. Cela permet d'éliminer une partie de la lumière parasite ne provenant pas de la source observée. Les rayons collectés vont alors se réfléchir sur le miroir parabolique de focale 120 mm, situé hors axe. Les rayons réfléchis sont renvoyés vers un système de fente mécanique positionné dans le plan focal du miroir et poursuivent leur chemin vers le réseau de diffraction permettant de séparer les différentes longueurs d'onde. Enfin, les rayons atteignent le système de détection.

Caractéristique	Valeur
Domaine spectral	118 - 320 nm
Champ de vue d'un pixel	$0,01^\circ \times 0,01^\circ$
Résolution spectrale par pixel	0,51 nm/pixel
Focale du miroir primaire	120 mm

Tableau 4 : Principales caractéristiques de SPICAM UV [Bertaux et al., 2006].

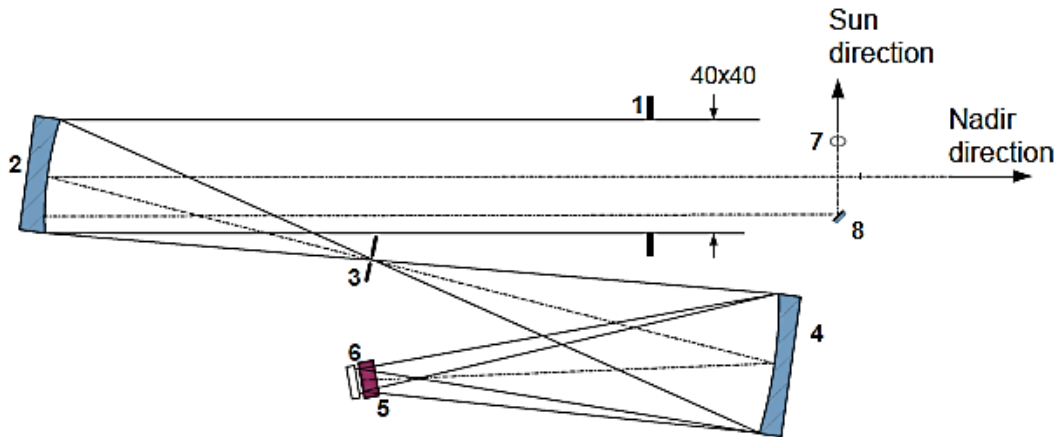


Figure 13 : Schéma optique de SPICAM UV. 1 : pupille d'entrée, 2 : miroir parabolique hors axe, 3 : fente, 4 : réseau de diffraction concave, 5 : intensificateur, 6 : capteur CCD, 7 : ouverture dans la direction solaire, 8 : miroir plan. Les éléments 7 et 8 sont utilisés dans le cas des occultations solaires. Adapté de Bertaux *et al.* [2006].

La fente du spectromètre est divisée en deux parties adjacentes, l'une de 50 μm et l'autre de 500 μm de large. Grâce au système mécanique, la fente peut être ajustée et fournir deux largeurs différentes. Nous désignerons respectivement par fente étroite (ou fine) la fente de 50 μm et par fente large celle de 500 μm . La fente fine permet d'obtenir une meilleure résolution spectrale que la fente large mais elle collecte moins de photons, ce qui se traduit par une plus faible intensité. Les caractéristiques de ces deux types de fente sont données au tableau 5. Notons que la fente dans son ensemble (étroite + large) a une taille angulaire de $2,88^\circ$ de long. Elle peut également être totalement retirée, pour les mesures d'occultations stellaires.

	Fente étroite	Fente large
Dimensions	50 μm \times 4,6 mm	500 μm \times 2,2 mm
Résolution spectrale	1,5 nm	6 nm
Taille angulaire	$0,02^\circ \times 1,9^\circ$	$0,2^\circ \times 0,98^\circ$

Tableau 5 : Caractéristiques de la fente étroite et de la fente large [Bertaux *et al.*, 2006].

Le détecteur de SPICAM UV est composé d'un CCD Thomson TH7863 couplé à un intensificateur. Le CCD est formé de 407×576 pixels et est divisé en deux zones de taille égale, l'une servant à l'observation et l'autre au stockage des électrons durant la numérisation du signal. Cependant, sur ces 407×288 pixels, seules 384 colonnes sont actives. Les autres servent à la mesure du courant d'obscurité, à l'isolation des différentes parties ou sont inactives. Chaque pixel possède une taille de $23 \times 23 \mu\text{m}^2$.

Le détecteur CCD est refroidi électriquement jusqu'à environ 0°C , ce qui permet de limiter le courant d'obscurité à seulement quelques ADUs (« *Analog to Digital Units* ») lors de l'activation. Les photons entrent dans le détecteur en passant à travers une lame de saphir qui bloque les rayons

diffractions au-delà du second ordre et empêche les recouvrements des différents ordres de diffraction. Ils traversent ensuite une lame de MgF_2 ayant pour but de bloquer la longueur d'onde de Lyman- α à 121,6 nm. L'image se forme sur la cathode de CsTe sensible à l'UV, mais pas au visible. Elle est dite « aveugle » au rayonnement solaire. Les photons arrivant sur la photocathode vont produire des électrons accélérés vers la galette de microcanaux (« *Micro Channel Plate* » ou MCP) à laquelle est appliquée une haute tension. Le gain du MCP est défini par cette haute tension, qui peut varier entre 500 et 900 volts et est répartie sur 255 niveaux numériques désignés par HT. Les électrons supplémentaires produits en raison de cette différence de potentiel vont frapper l'écran en phosphore, qui émet des photons captés par le CCD. Ces photons créent des électrons par effet photoélectrique et le courant créé par ces photoélectrons est mesuré par le détecteur. Le schéma détaillé de ce détecteur est représenté à la figure 14.

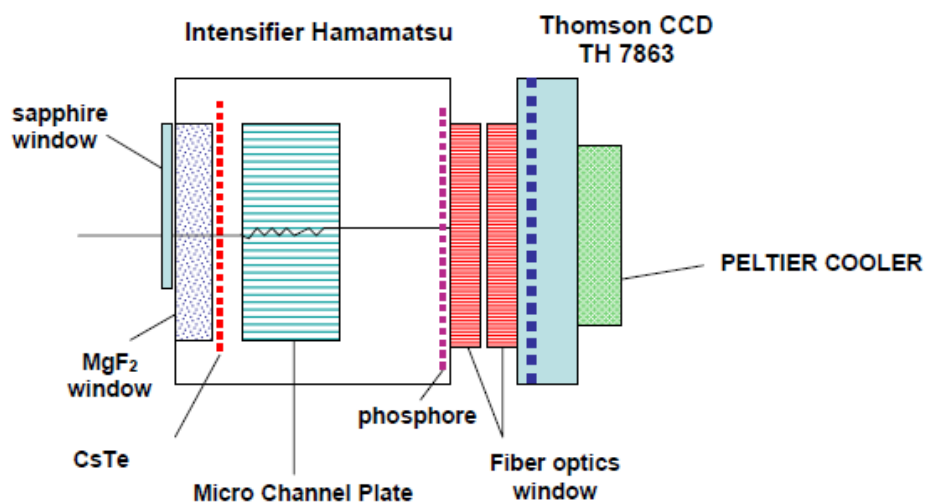


Figure 14 : Schéma du détecteur de SPICAM UV [Bertaux *et al.*, 2006].

Le spectromètre est muni d'un réseau toroïdal holographique qui disperse les rayons dans la direction perpendiculaire à la fente. Chaque point de la fente voit donc son spectre se former perpendiculairement à cette fente sur une des 288 lignes actives du détecteur, chaque spectre étant réparti sur 384 pixels. En principe, SPICAM pourrait enregistrer 288 spectres le long de la fente de $2,88^\circ$. En pratique, cependant, seuls cinq spectres sont transmis chaque seconde lors des mesures, afin de limiter le volume des données à transmettre par télémétrie. Ces spectres peuvent provenir de différents modes de lecture du CCD. Pour les spectres étudiés dans ce travail, le seul mode de lecture concerné est le « *binning mode* », où les cinq spectres transmis sont la somme de n spectres individuels adjacents ($n = 2, 4, 8, 16, 32$). Le plus souvent, n prend la valeur de 32. Dans ce cas, l'angle solide total d'un spectre vaut $0,02^\circ \times 0,32^\circ$ en fente étroite et $0,2^\circ \times 0,32^\circ$ en fente large.

Les cinq spectres que l'on acquiert chaque seconde sont stockés dans des tableaux correspondant chacun à un bin. Des axes sont étiquetés sur ces tableaux, avec le numéro de pixel en

abscisse et le temps en ordonnée. Dans chaque cellule des tableaux est enregistrée une intensité, correspondant à une longueur d'onde et un temps donnés. Ces tableaux sont appelés « *tempo-images* » et les valeurs des intensités dans ces tempo-images sont données en ADUs. L'étape suivante consiste à calibrer les données afin de convertir les ADUs en Rayleighs, et à faire correspondre une longueur d'onde à chaque pixel d'une ligne donnée.

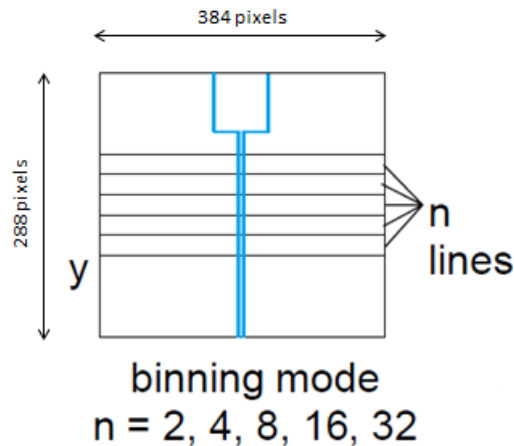


Figure 15 : Binning mode. Dans ce mode de lecture, n lignes sont groupées pour former un spectre. L'image de la fente sur le détecteur est représentée en bleu, avec une partie large et une partie étroite. Adapté de Bertaux *et al.* [2006].

2.2.1. Gain, surface efficace et calibration absolue

L'électronique du détecteur va mesurer le courant créé par les photoélectrons produits dans le CCD et transformer ce signal continu en un nombre quantifié ayant pour unité un « *Analog to Digital Unit* » (ADU). La relation entre le nombre de photons à l'entrée du détecteur et le nombre d'ADUs générés est directement proportionnelle au gain total de l'instrument. Ce gain total possède deux contributions : le gain du CCD reliant le nombre d'ADUs au nombre de photoélectrons et le gain de l'intensificateur reliant le nombre de photoélectrons au nombre de photoévénements. Il est donné par l'expression suivante :

$$G_{total}(photoév/ADU) = \frac{G_{int} (électrons/photév)}{G_{CCD} (électrons/ADU)}$$

Dans l'intensificateur, le nombre d'électrons destinés à produire des photons dépend de la haute tension HT appliquée. Le gain de l'intensificateur dépend donc de cette haute tension. Cette HT étant répartie sur 255 niveaux numériques, le gain de l'intensificateur ne peut adopter que 255 valeurs différentes. Par ailleurs, le gain du CCD est fixé. Il en découle que le gain total n'a lui aussi que 255 valeurs possibles, variant de 1 à 79.

Outre cet effet de gain instrumental, la calibration des données doit tenir compte de l'ensemble des photons perdus à cause de chaque partie de l'instrument : les pertes au niveau de la réflexion du miroir parabolique et du réseau, de la transmission des fenêtres en saphir et en MgF_2 , etc. Ces différents processus d'absorption de photons montrent une dépendance vis-à-vis de la longueur d'onde et leurs effets sont regroupés sous la forme d'une surface efficace (S_{eff} exprimée en cm^2).

Dans un premier temps, la calibration photométrique absolue a été réalisée au sol. Ensuite, lorsque la sonde a été mise en orbite, elle a pu être corrigée en observant des étoiles chaudes avec SPICAM et en comparant les spectres obtenus avec ceux de la base de données du satellite IUE (International Ultraviolet Explorer). La démarche est la suivante : tout d'abord, le spectre d'IUE donné en $erg/(cm^2 s \text{ \AA})$ est converti en un flux de photons φ ayant pour unités des photons/ $(cm^2 s nm)$. Par ailleurs, on définit le facteur de calibration comme étant le produit du gain total par la surface efficace :

$$G_{total} \times S_{eff}$$

Le nombre de photoévénements détectés par SPICAM par seconde et par nanomètre est alors donné par :

$$N_{photoév} = \varphi S_{eff}$$

Le nombre d'ADUs est directement relié au nombre de photoévénements par le gain :

$$N_{ADU} = G_{total} N_{photoév}$$

A partir de ces relations, on trouve l'équation de calibration :

$$G_{total} \times S_{eff} = N_{ADU} / \varphi$$

Les paramètres G_{total} , φ et N_{ADU} étant connus, il est possible de déterminer la surface efficace. La surface efficace de SPICAM UV en fonction de la longueur d'onde est représentée à la figure 16. On constate une coupure des courtes longueurs d'onde ($\lambda < 100 nm$) qui est due à l'opacité de la lame de MgF_2 , et une coupure aux grandes longueurs d'onde ($\lambda > 300 nm$) causée par la présence de la cathode de CsTe.

L'unité de référence pour les intensités des émissions aéronomiques est le Rayleigh (R). Cette unité de luminance correspond à une source lumineuse émettant un million de photons par centimètre carré et par seconde de manière isotrope (dans un angle solide de 4π stéradians) et elle est définie comme :

$$1 R = \frac{10^6}{4\pi} \text{ photons/s cm}^2 \text{ sr}$$

Le nombre de Rayleighs d'une émission donnée est donc directement proportionnel au nombre de photons détectés, et inversement proportionnel à l'intervalle de longueur d'onde $d\lambda$ considéré ainsi qu'au temps d'intégration dt , ce temps valant typiquement 640 ms.

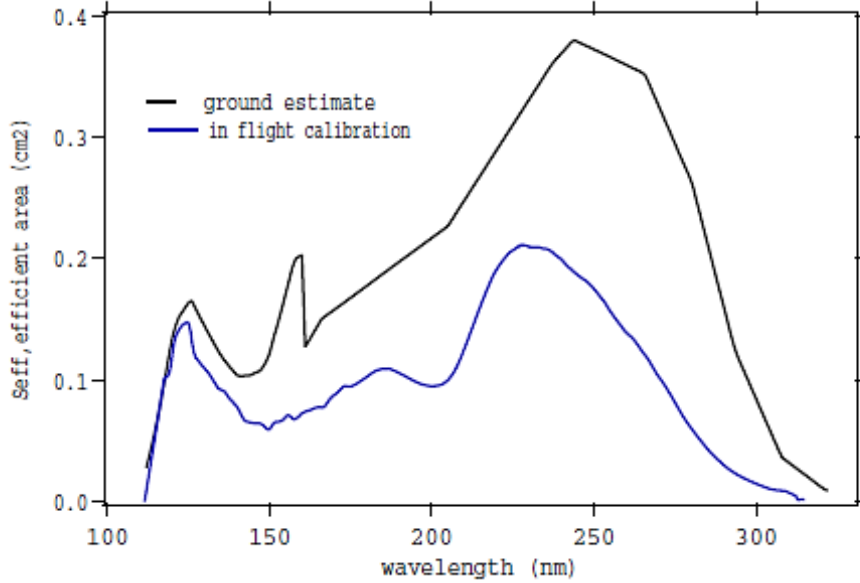


Figure 16 : Section efficace de SPICAM UV en fonction de la longueur d'onde. La courbe en trait noir représente les valeurs déduites des calibrations au sol, tandis que la courbe en trait bleu est déduite de la calibration photométrique basée sur les spectres stellaires [Bertaux et al, 2006].

La définition du Rayleigh nous montre qu'il faut tenir compte de l'angle solide sous-tendu par SPICAM UV. Cet angle solide dépend de la focale du spectrographe (f), du nombre de lignes sur lesquelles on somme lors de la lecture du CCD (n), de la taille d'un pixel (l_{pixel}) et de la largeur de la fente utilisée (l_{fente}). L'angle solide est calculé selon la formule :

$$\Omega = \frac{l_{pixel} l_{fente} n}{f}$$

Enfin, la conversion d'un nombre d'ADUS en une intensité en Rayleighs à une longueur donnée pour une source étendue se fait suivant la relation :

$$I(R/nm) = \frac{10^6 4\pi N_{ADU}}{G_{total} S_{eff} \Omega d\lambda dt}$$

où G_{total} est le gain total et S_{eff} est la surface efficace de l'instrument définis précédemment dans cette section. On obtient alors une intensité dépendante de la longueur d'onde. Si l'on souhaite se défaire de cette dépendance, il suffit de l'intégrer sur l'intervalle de longueur d'onde $[\lambda_1, \lambda_2]$ désiré :

$$I(R) = \int_{\lambda_1}^{\lambda_2} I(R/nm) d\lambda$$

2.2.2. Calibration des longueurs d'onde

Lorsque la lumière se réfléchit sur le réseau, les longueurs d'onde sont dispersées et réparties selon les 384 pixels. Ainsi, les lignes du CCD jouent le rôle d'axe des longueurs d'onde. Il est cependant nécessaire d'attribuer une longueur d'onde à chaque pixel. Pour ce faire, on définit une variable p fixée par le numéro de colonne du CCD. Ce numéro permet d'identifier chaque pixel pour une ligne donnée. La relation empirique entre longueur d'onde et numéro de colonne est donnée par :

$$\lambda = 322,17 - 0,54732 p$$

Cette relation est linéaire et ne varie pas significativement de ligne en ligne, ni en fonction de la température.

2.2.3. Dénomination des données

Au cours d'une révolution autour de la planète, plusieurs observations peuvent être effectuées. A une révolution correspond un numéro d'orbite et à chacune des observations durant cette orbite correspond à une séquence. Le nom des tempo-images fait intervenir, entre autres, ces deux informations. Ainsi, quand nous ferons référence à une observation, la première partie du nom correspondra au numéro d'orbite et la seconde, précédée de la lettre A, à la séquence. Par exemple, la deuxième séquence de l'orbite 2966 sera désignée comme étant l'observation 2966A02. Par ailleurs, à chaque tempo-image est associé un fichier contenant les informations quant à la géométrie du satellite, du point de percée, du mode de binning, etc. au moment de l'observation.

2.2.4. Bruit instrumental

La principale source de bruit instrumental, qui est également la plus courante lors de l'usage d'un CCD, est le courant d'obscurité : malgré l'absence de lumière incidente, le CCD libère des électrons qui génèrent un courant, appelé courant d'obscurité, dont l'intensité dépend de la température.

Le détecteur de SPICAM est refroidi par effet Peltier, ce qui devrait permettre de diminuer l'intensité du courant d'obscurité à seulement quelques ADUs. Grâce à la zone masquée du CCD ayant pour rôle de mesurer ce courant, il a été observé que lors de l'activation du dispositif refroidisseur, la diminution de température avait effectivement lieu et le signal était réduit. Cependant, après seulement quelques minutes, la température et le courant d'obscurité réaugmentaient simultanément. Cette croissance est probablement due à une mauvaise évacuation de la chaleur par le dispositif de refroidissement. Cela induit une limitation sur les durées des

observations : elles ne doivent pas dépasser une quarantaine de minutes, sans quoi le détecteur pourrait atteindre des températures destructives.

Il s'est également avéré que SPICAM pouvait montrer un comportement erratique : sans que l'on sache expliquer pourquoi, il arrive que certaines lignes du CCD soient mal lues et que des spectres enregistrés ne soient pas corrects. Cela amène à des variations brusques et inexplicables de l'intensité, qui ne sont pas liées aux émissions aéronomiques. Malgré l'incompréhension de ce phénomène, une solution a été mise en place. Lors de tels dysfonctionnements, les spectres erronés sont mis à zéro. Un exemple est donné à la figure 17 : la figure de gauche donne l'intensité en fonction du temps pour l'orbite 8136 en observation nadir. L'intensité est obtenue en intégrant les spectres entre 190 et 299 nm. Au cours de cette orbite, de nombreux spectres se sont révélés inutilisables. Cela se traduit par les multiples chutes à zéro de l'intensité. L'image de gauche est la tempo-image correspondante. Dans ce cas, la mise à zéro des spectres est représentée par les traits noirs. Malgré cette solution, les spectres manquants peuvent poser problème, par exemple lorsque l'on souhaite moyenner l'intensité sur plusieurs spectres.

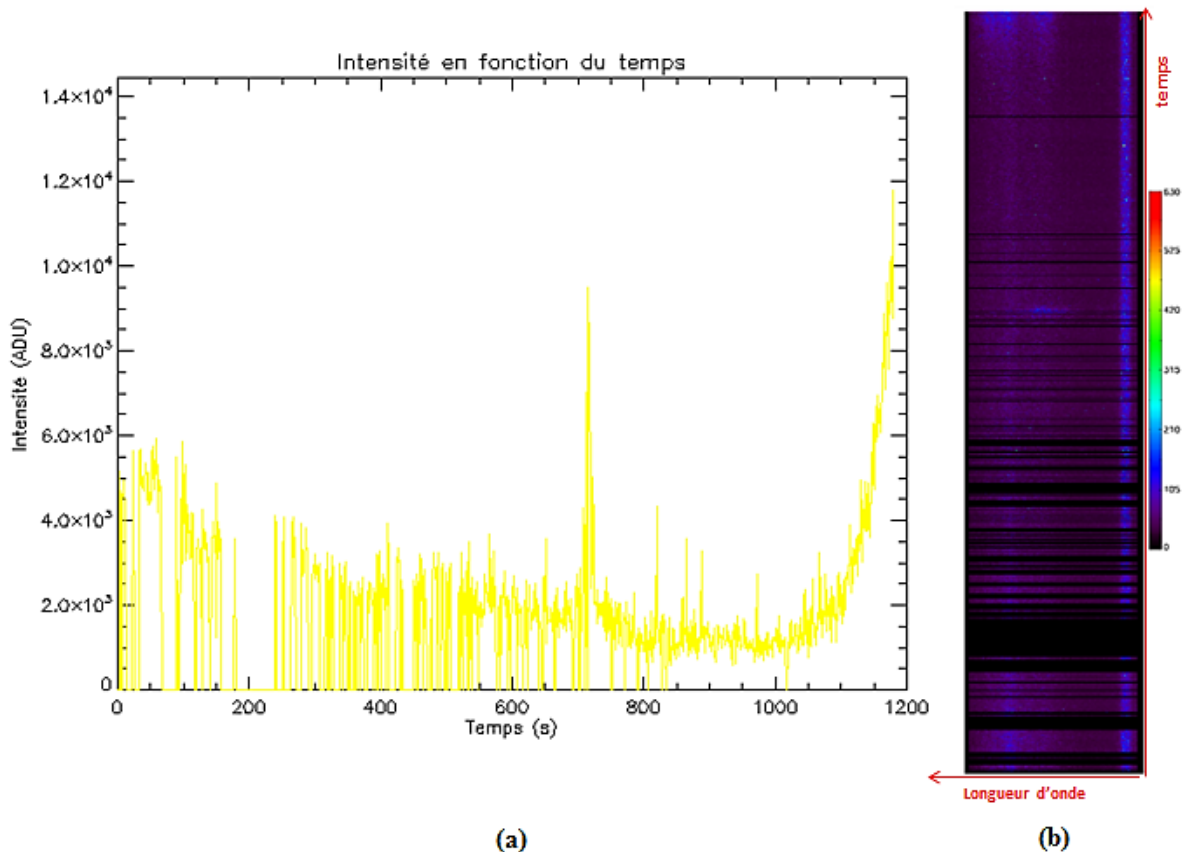


Figure 17 : orbite 8136 en observation nadir. (a) Intensité en fonction du temps. L'intensité est intégrée entre 190 et 299nm. (b) Tempo-image de l'orbite 8136.

2.3. Modes d'observation

L'un des atouts de SPICAM est la grande variété de ses modes d'observations. En effet, les différents modes d'observations combinés à la précession d'une orbite fortement excentrique autorisent une grande diversité de géométries d'observation, autant côté jour que côté nuit. Chacun de ces modes d'observation ne peut être utilisé que dans une portion définie de l'orbite. Ils sont au nombre de quatre : l'occultation stellaire, l'occultation solaire, l'observation au limbe et l'observation au nadir. Ce sont ces deux derniers modes d'observation auxquels nous nous sommes intéressés. Notons que l'occultation stellaire est le seul mode réservé exclusivement au canal ultraviolet. Les autres modes d'observations permettent également des observations dans le canal infrarouge.

Plaçons-nous dans le système de référence suivant : l'axe $-X$ correspond à la direction de l'antenne dirigée vers la Terre et l'axe Y est défini par l'orientation des panneaux solaires. L'axe Z , quant à lui, coïncide avec la ligne de visée des instruments optiques tels que SPICAM. Ce système d'axes est illustré à la figure 18.

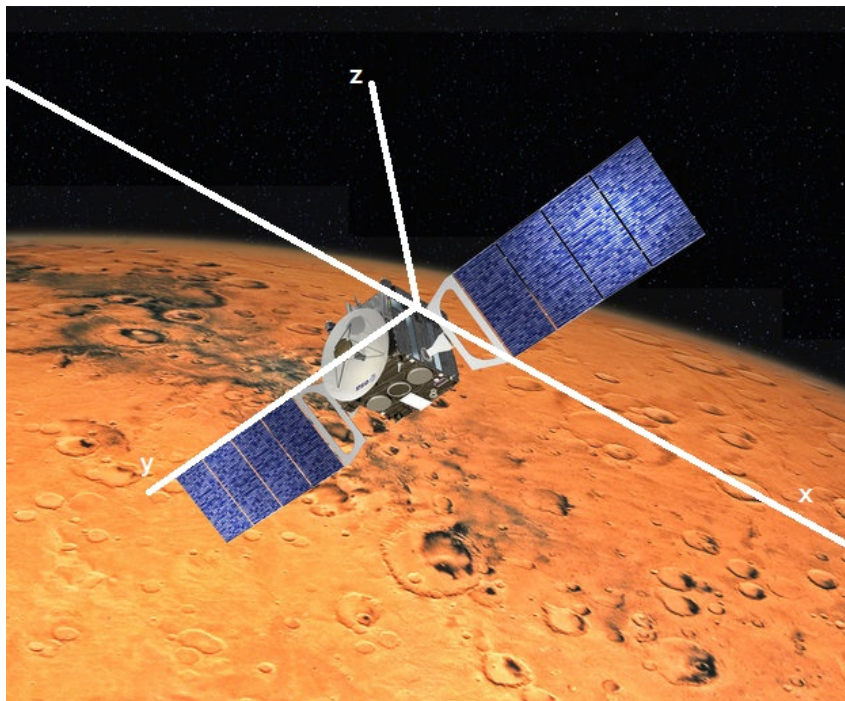


Figure 18 : Vue d'artiste de Mars Express. L'orientation du système de référence est donnée par les axes X, Y et Z (ESA).

2.3.1. Observations au limbe

Dans le cas des observations aux limbes, l'axe $+Z$ est dirigé selon une direction prédéfinie de manière à ce qu'il balaie le limbe. La ligne de visée reste constamment parallèle à la direction

donnée au départ. Ce type d'observations permet de reconstituer les profils verticaux des émissions aéronomiques. Ce mode est utilisé lorsque le satellite est au voisinage du péricentre. Il comporte deux variantes : le mode tangent et le mode rasant (ou « *grazing limb* »).

Mode tangent : dans ce cas, la ligne de visée de l'instrument se trouve dans le plan orbital. Cette géométrie est représentée à la figure 19. Ces observations permettent une grande résolution spatiale. Cependant, lorsque le satellite se rapproche de péricentre, il accélère et la ligne de visée finit très vite par quitter l'atmosphère. Les observations sont donc de courte durée.

Mode rasant : à l'inverse du cas tangent, la ligne de visée pointe en dehors du plan de l'orbite (figure 20). Elle peut pointer des deux côtés du plan orbital et elle définit un point appelé le « *Mars nearest point* » (MNP) ou *point tangent*, qui est le point le plus proche de la surface de la planète le long de cette ligne de visée. Dans cette configuration, le temps d'observation est maximisé. Il est alors possible d'acquérir plus d'un millier de spectres, ce qui correspond à une trentaine de minutes d'observation.

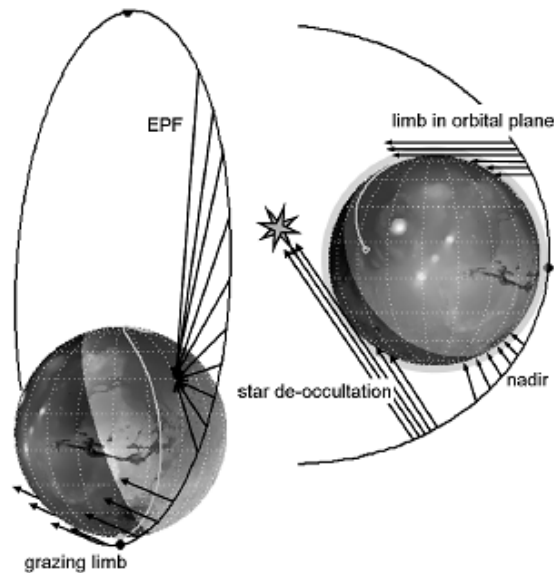


Figure 19 : Géométrie des différents modes d'observation [Bertaux et al., 2006].

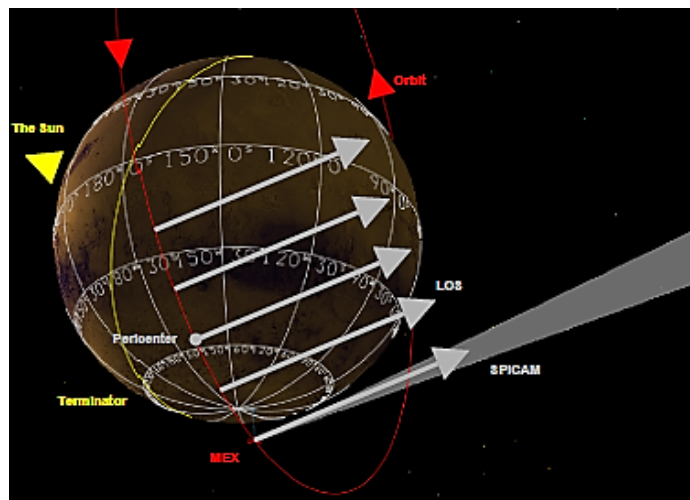


Figure 20 : Géométrie du limbe rasant [Bertaux et al., 2006].

2.3.2. Observations au nadir

Les observations au nadir s'effectuent lorsque MEX est loin de la surface de Mars. Dans cette configuration, l'axe +Z est orienté en permanence vers le centre de la planète et l'instrument analyse la lumière solaire qui a voyagé à travers l'atmosphère et a été réfléchi à la surface de la planète (figure 19). Etant donné la précession du plan orbital, il est possible d'étudier l'ensemble de la surface martienne dans cette configuration. Cependant, en raison de la plus mince couche d'atmosphère traversée par la ligne de visée, les intensités des observations en mode nadir sont plus faibles que celles des observations au limbe, ce qui constitue le principal inconvénient de ce mode d'observation. Nous l'avons observé dans le cas de la détection des aurores, comme le lecteur pourra le constater dans la suite de ce travail.

Pour donner une idée au lecteur du nombre d'observations à partir desquelles nous avons travaillé, le tableau 6 reprend la quantité d'orbites où l'instrument a observé au limbe et au nadir. Dans les deux cas, nous ne pouvions que nous baser sur les segments d'orbite du côté nuit pour détecter les aurores. La base de données dont nous nous sommes servi avait été mise à jour pour la dernière fois dans le courant de l'année 2013.

	Nadir	Limbe
Nombres d'observations	2875	1027
Nombres d'observations côté nuit	1456	501
Nombre d'observations durant lesquelles des aurores ont été détectées	14	3

Tableau 6 : Statistique sur les modes d'observation basée sur les orbites jusqu'au 07/02/2013.

Chapitre 3

Découverte des émissions aurorales

Il n'est pas rare, dans les régions polaires de la Terre, d'observer des aurores. De même, les planètes géantes ont, elles aussi, montré une activité aurorale, particulièrement intense dans le cas de Jupiter. Bien que ce phénomène soit généralement associé à un champ magnétique dipolaire, des aurores ont même été découvertes sur Vénus qui ne possède pas de champ magnétique intrinsèque. Mais toutes ces aurores ont des origines bien distinctes, alors qu'entend-on par « *aurore* » ? Aujourd'hui, la définition communément acceptée caractérise les émissions aurorales dans les atmosphères planétaires comme étant « *celles qui résultent d'impact de particules autres que des photoélectrons* » [Fox, 1986]. Un nouveau type d'aurore, répondant à cette définition, a été découverte sur Mars par Bertaux *et al.* [2005].

Dans ce chapitre, nous retraçons la découverte des premières émissions aurorales sur Mars. Nous présentons quelques-uns des résultats obtenus à partir de ces premières études des aurores martiennes. Nous donnons également quelques indications quant aux mesures *in situ* associées aux émissions aurorales.

3.1. Historique de la découverte des émissions aurorales

Il y a quelques années encore, l'existence d'un champ magnétique sur Mars était inconnue. Il était certain que Mars ne possédait pas de champ magnétique intrinsèque, comment y aurait-il pu y avoir des aurores ? Cependant, grâce aux mesures de MGS, il a pu être établi que Mars possédait un champ magnétique rémanent localisé dans sa croûte. Dès lors, il était possible que les particules du vent solaire pénètrent l'atmosphère en précipitant le long de ces lignes de champ magnétique. En utilisant les données fournies par SPICAM, Bertaux *et al.* [2005] ont découvert une telle

émission aurorale engendrée par une précipitation de particules. Ils définissent l'aurore martienne comme « une émission hautement concentrée et localisée, contrôlée par les anomalies de champ magnétique dans la croûte martienne ». Les conclusions de cet article ont été revues par la suite par *Leblanc et al.* [2006b]. Ces deux publications sont résumées ci-dessous.

« **Discovery of an aurora on Mars** » [*Bertaux et al., 2005*]

Dans cet article, les spectres relatifs à l'orbite 716 de Mars Express sont analysés. Cette observation a été effectuée du côté nuit de la planète. La première indication quant à une émission inhabituelle dans l'atmosphère martienne est la présence d'un pic lorsque l'on intègre l'intensité sur les longueurs d'ondes correspondant aux bandes de NO. Cette intensité du signal dans les cinq bins spatiaux de SPICAM est tracée en fonction du temps à la figure 21. Un net pic d'intensité est présent simultanément dans les cinq bins. Les tempo-images de cette orbite montrent que ce pic d'intensité possède une structure différente de celle des bandes de NO, comme nous le verrons au chapitre 4. Cette brusque augmentation d'intensité est attribuée à une source de photons additionnelle.

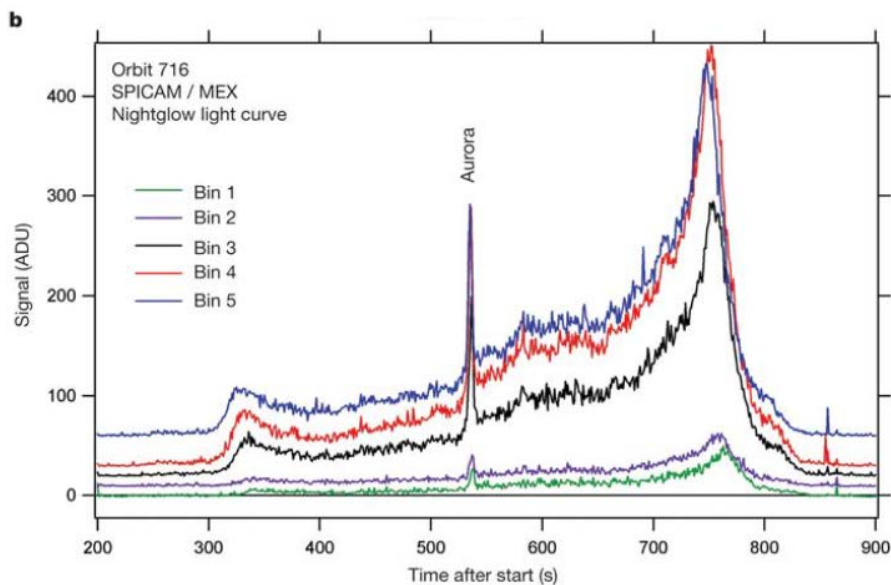


Figure 21 : intensité du signal dans le cinq bins de SPICAM en fonction du temps. Les courbes des bins 2, 3, 4 et 5 ont été déplacées verticalement pour plus de clarté. Un pic simultané dans tous les bins aux alentours de 535 s est visible [*Bertaux et al., 2005*].

Le spectre auroral net obtenu par *Bertaux et al.* [2005] est présenté à la figure 22b. Il est formé à partir d'une moyenne des spectres correspondant au pic auroral, de laquelle a été soustrait le spectre de la figure 22a comprenant les émissions caractéristiques du nightglow telles que l'émission Lyman- α de l'hydrogène et les bandes γ et δ du NO. Comme nous pouvons l'observer à la figure 22b, le spectre auroral comporte des émissions dans les bandes de Cameron du CO ($a^3\Pi - X^1\Sigma$), qui sont couramment observées sur la face éclairée de Mars. Il est également

composé de l'émission du quatrième système positif du CO ($A^1\Pi - X^1\Sigma^+$) et des émissions associées aux transitions de résonance du carbone (156,1 – 156,7 nm). On y distingue également l'émission du doublet du CO_2^+ ($B^2\Sigma^+ - X^2\Pi$) à 289 nm et de O à 297,2 nm. Ces émissions constituent le spectre typique de dayglow. La présence de ces émissions du côté nuit révèle une excitation de l'atmosphère martienne par un flux de particules. Les intensités les plus importantes sont mesurées pour les bandes de Cameron et le doublet du CO_2^+ .

De plus, après estimation de la position de l'aurore par rapport à la surface de Mars, il s'avère qu'elle se situe dans une région de champ magnétique radial intense, où des précipitations d'électrons sont très souvent détectées par d'autres instruments. Selon *Bertaux et al.* [2005], les émissions aurorales pourraient trouver leur origine dans ce flux d'électrons qui se déplace le long des lignes du champ magnétique rémanent et excitent la haute atmosphère martienne. Grâce au modèle de transport d'électrons *Transcar*, *Bertaux et al.* [2005] concluent à une source d'électrons dont l'énergie est supérieure à celle des électrons de la magnétogaine et de flux dix fois supérieur. Si les électrons proviennent bien de cette gaine de plasma, ils doivent donc subir un mécanisme d'accélération le long des lignes de champ.

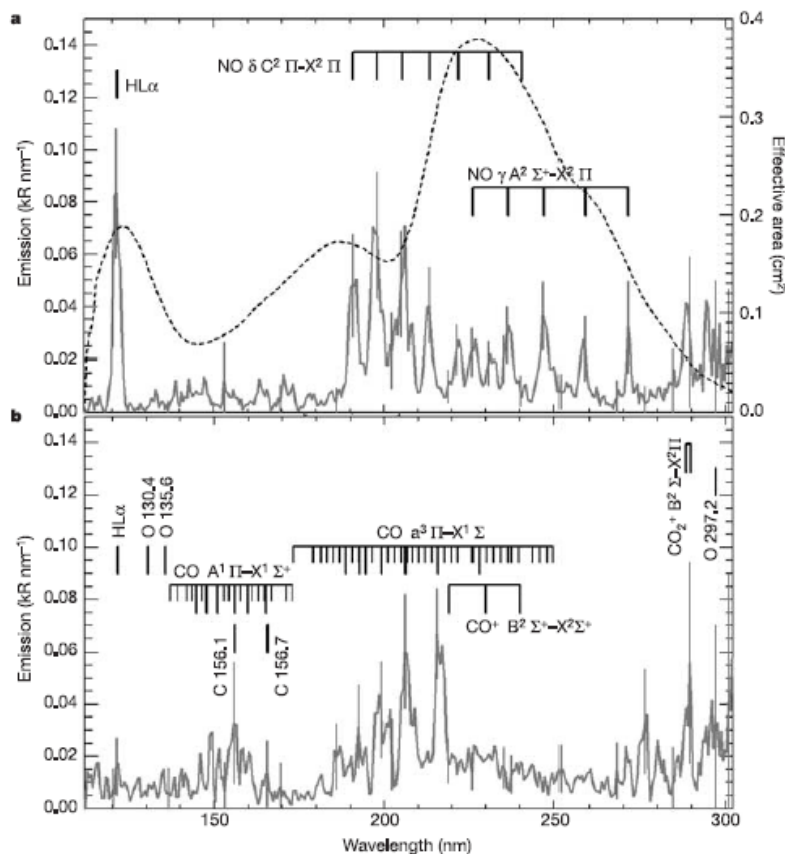


Figure 22 : Le spectre de la figure (a) est obtenu en moyennant les spectres après la fin de l'aurore, entre 541 et 548 s. Le trait pointillé représente la surface efficace de SPICAM UV. Le spectre de la figure (b) représente l'émission aurorale nette. Il est obtenu en moyennant les spectres entre 533 et 540 s et en soustrayant le spectre (a) [*Bertaux et al.*, 2005].

« Origins of the Martian aurora observed by Spectroscopy for Investigation of Characteristics of the Atmosphere of Mars (SPICAM) on board Mars Express » [Leblanc et al., 2006b]

L'aurore de l'orbite 716 de Mars Express découverte et décrite par *Bertaux et al.* [2005] a été nouveau analysée par *Leblanc et al.* [2006b] après amélioration de la calibration de SPICAM UV. L'un des aspects abordés dans cet article concerne la distribution d'énergie des électrons excitant l'émission aurorale détectée. Il s'avère qu'au moment de l'observation réalisée par SPICAM, une mesure simultanée a été effectuée avec l'ELS (Electron Spectrometer) d'ASPERA-3. Durant cette observation, un cas typique de précipitation d'électrons a manifestement eu lieu. De tels pics de précipitation électronique ont été mesurés par MGS/ER (Electron Reflectometer) et corrélés à une composante radiale intense du champ magnétique rémanent de Mars. Le flux d'électrons pour cette observation possède deux pics d'énergie attribués à l'ionisation des molécules de CO₂ du côté jour par la raie solaire HeII 304 Å. Mars étant dans la pénombre au moment de l'observation, cela suggère un transport des photoélectrons depuis la face éclairée

D'autre part, des simulations ont été réalisées grâce au modèle 1-D *Transcar*. Plusieurs distributions d'énergie des électrons ont été testées pour rendre compte des émissions observées. Il en ressort que les électrons de distribution d'énergie similaire à celle des photoélectrons du côté jour reproduisent adéquatement les intensités aurorales attendues. Cela indique que les émissions aurorales pourraient être dues à un transport de photoélectrons du côté nuit de la planète.

3.2. Observations aurorales *in situ*

Suite à l'article de *Bertaux et al.* [2005], des flux d'électrons accélérés vers la surface de Mars dans le secteur minuit ont été rapportés par *Lundin et al.* [2006] sur base des mesures d'ASPERA-3/ELS à bord de MEX. Ceux-ci ont lieu dans les régions de haute altitude au-dessus des zones de la croûte fortement magnétisées. De plus, ils correspondent aux frontières entre les anomalies magnétiques et les lignes de champ ouvertes. Les énergies enregistrées par ELS atteignent 1 keV et les flux d'énergie estimés par intégration de l'énergie d'accélération à travers l'atmosphère sont compris entre 1 et 50 mW/m². Grâce aux mesures de l'Electron Reflectometer (ER) de MGS, *Brain et al.* [2006] ont également rapporté des détections d'électrons accélérés dans les zones de forte magnétisation de la croûte. Dans le cas de ces observations, les spectres d'énergie sont similaires à ceux des électrons auroraux terrestres et vont de 100 eV à 2,5 keV. De plus, *Brain et al.* [2006] suggèrent que la détection de ces électrons accélérés est contrôlée par la reconnexion le champ magnétique du vent solaire. En effet, les événements les plus énergétiques se produisent lors de perturbation du vent solaire au niveau de Mars.

Cependant, les conclusions de *Leblanc et al.* [2006b] quant à l'énergie des électrons nous suggèrent que des électrons non-accelérés provenant de la magnétogaine ou même des électrons

d'origine atmosphérique pourraient causer des émissions aurorales. Ces électrons possèdent probablement des énergies de l'ordre de quelques dizaines d'eV, plutôt que de centaines ou de milliers d'eV.

A partir de simulations magnétohydrodynamiques, *Liemohn et al.* [2007] ont reconstruit la topologie des lignes de champ magnétique à l'endroit des observations aurorales de SPICAM. Ils arrivent à la conclusion que les émissions aurorales sont associées à des lignes de champ ouvertes, reconnectées avec l'IMF et impliquant une source d'électrons provenant du vent solaire. Néanmoins, les simulations montrent qu'il existe des lignes de champ qui chevauchent le terminateur, ancrées d'une part dans l'ionosphère diurne et d'autre part dans l'ionosphère nocturne et entretenant la possibilité que des photoélectrons venant de la face éclairée puissent induire des émissions aurorales.

3.3. Observations simultanées UV/*in situ*

Leblanc et al. [2008] font part de neuf nouveaux événements de type auroral mis en évidence par les observations de SPICAM UV. Parmi ces observations, huit ont été effectuées en pointage vers le nadir, alors que les instruments ASPERA-3 et MARSIS fonctionnaient également. Sur base des observations simultanées de SPICAM UV, d'ASPERA-3/ELS, de MARSIS ainsi que de MGS/ER, *Leblanc et al.* [2008] mettent en évidence une corrélation entre les émissions aurorales, la précipitation d'électrons dans l'atmosphère de Mars et la topologie du champ magnétique. En particulier, les aurores répertoriées sont localisées dans les régions de minimum de probabilité d'être situées sur une ligne de champ magnétique fermée, suivant la définition de *Brain et al.* [2007].

MARSIS est un radar permettant de sonder le plasma ionosphérique et capable de déterminer le contenu électronique total (TEC) de l'atmosphère martienne entre l'altitude du satellite et la surface. Un hypothétique flux de particules précipitant dans l'atmosphère et menant par la suite aux émissions aurorales devrait induire une ionisation locale de l'atmosphère et donc une augmentation du contenu électronique de l'ionosphère, mesurable par MARSIS. Une corrélation temporelle entre l'apparition des événements auroraux et l'augmentation du TEC est effectivement mise en évidence par *Leblanc et al.* [2008]. De façon semblable, une augmentation simultanée du flux mesuré par ASPERA-3 est observée. Le flux d'énergie des électrons incidents prend des valeurs s'étalant entre 0,4 et $7,8 \times 10^9$ eV/(cm² sr s) et le pic d'énergie varie de quelques dizaines à quelques centaines d'eV.

Chapitre 4

Observations aurorales

Ce chapitre a pour but de présenter les résultats acquis dans le cadre de ce mémoire. Il se structure en deux parties : la première concerne la recherche des aurores martiennes, la démarche adoptée pour les détecter, et les différents tests auxquels nous les avons soumises afin de confirmer leur caractère auroral. La seconde partie est une analyse des caractéristiques de ces différentes détections.

4.1. Recherche d'aurores

4.1.1. Pré-sélection des données

La toute première étape de ce travail a été la recherche d'observations candidates au statut de phénomène auroral. Comme nous l'avons expliqué précédemment, les observations à notre disposition proviennent de l'instrument SPICAM UV à bord de Mars Express. Les données brutes se présentent sous la forme de tempo-images, contenant des intensités (en ADUs) toujours associées à un numéro de spectre et une longueur d'onde donnée. Le traitement de ces données a été effectué en utilisant le logiciel IDL (Interactive Data Language).

Afin de repérer de tels candidats, notre première démarche a été de suivre une procédure semblable à celle décrite par *Bertaux et al.* [2005] à l'occasion de la première détection. Pour toutes les observations, nous avons intégré l'intensité de chaque spectre entre 190 et 299 nm et nous avons tracé celle-ci en fonction du temps pour chacun des cinq bins spatiaux. Cet intervalle d'intégration inclut à la fois les bandes γ et δ du NO, les bandes de Cameron du CO et le doublet de CO_2^+ , c'est-à-dire le spectre de nightglow et les émissions aurorales les plus intenses.

Précisons dès à présent que, pour l'ensemble de nos observations, les bins 1 et 2 correspondent à la fente étroite tandis que les bins 3, 4 et 5 correspondent à la fente large. Les caractéristiques des deux fentes ont été décrites précédemment. L'intensité montre un comportement semblable dans les cinq bins mais les courbes associées à la fente large présentent une plus grande intensité (exprimée en unités d'ADU) car le champ de vue et donc l'ouverture du faisceau du spectromètre sont plus larges.

Nous avons choisi les candidats au statut d'aurore comme ceux présentant un pic d'intensité bref et soudain, correspondant au passage de la ligne de visée dans la région du phénomène auroral. En effet, *Bertaux et al.* [2005] définit les aurores martiennes comme des émissions localisées très concentrées spatialement. L'aurore de l'observation 716A01 étudiée par *Bertaux et al.* [2005] présente effectivement un pic de ce genre vers 530 s, comme nous avons pu le constater au chapitre 3. Par ailleurs, cette augmentation d'intensité doit être observable sur plus de deux spectres consécutifs, c'est-à-dire pendant plus de deux secondes. Dans le cas contraire, il est probable que les pics aient pour origine une particule énergétique, par exemple un rayon cosmique, qui vient frapper le détecteur. A l'inverse, les observations ne contenant que du NO devraient montrer une variation progressive et continue de l'intensité, dépendant du déplacement de la ligne de visée à travers la couche émettrice au cours de l'observation. Cependant, comme nous les verrons par la suite, il peut arriver que la ligne de visée de l'instrument croise une tache brillante de NO qui produit un pic d'intensité semblable à ceux que nous recherchons.

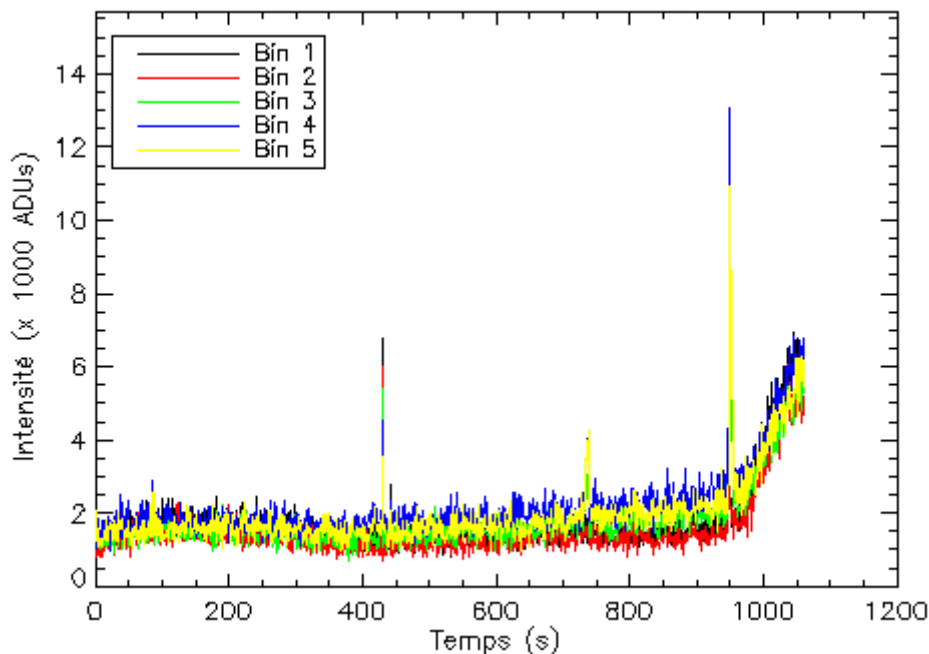


Figure 23 : Intensité au nadir intégrée de 190 à 299 nm en fonction du temps pour l'observation 2515A01.

Nous n'avons considéré que les observations qui avaient été effectuées du côté nuit, sans quoi il aurait été impossible de discerner les émissions aurorales du dayglow. Parmi l'ensemble de ces observations, nous avons examiné ces graphiques un par un, pour l'ensemble des données au limbe et au nadir. Cette étape nous a permis de sélectionner plusieurs observations. Précisons qu'il n'était pas nécessaire pour un raisonnement qualitatif comme celui-ci de calibrer l'intensité pour qu'elle soit donnée en Rayleighs. Une augmentation d'intensité peut être repérée sans difficulté si celle-ci est exprimée en ADUs.

Dans les orbites sélectionnées, nous avons bien retrouvé celles mentionnées par *Bertaux, et al.* [2005] et *Leblanc et al.* [2008]. Des exemples d'observations ayant été retenues sont présentés aux figures 23 à 26. A la figure 23, on retrouve une observation au nadir décrite par *Leblanc et al.* [2008]. Trois pics ressortent clairement du continuum d'intensité. Cependant, si l'on se concentre sur le premier pic proche de 430 s, on constate qu'il ne dure que deux secondes. Il ne concerne pas plus de deux spectres consécutifs et doit être dû à un événement parasite, nous ne le retiendrons donc pas. Nous avons également vérifié que le spectre ne présentait pas une signature aurorale. Les deux autres pics, autour de 730 s et 950 s, seront confirmés par la suite comme étant des événements auroraux. Ce type d'observation présentant plusieurs pics d'origine aurorale est assez fréquent : sur les quatre événements auroraux validés par *Leblanc et al.* [2008] au nadir, trois observations présentent des détections multiples.

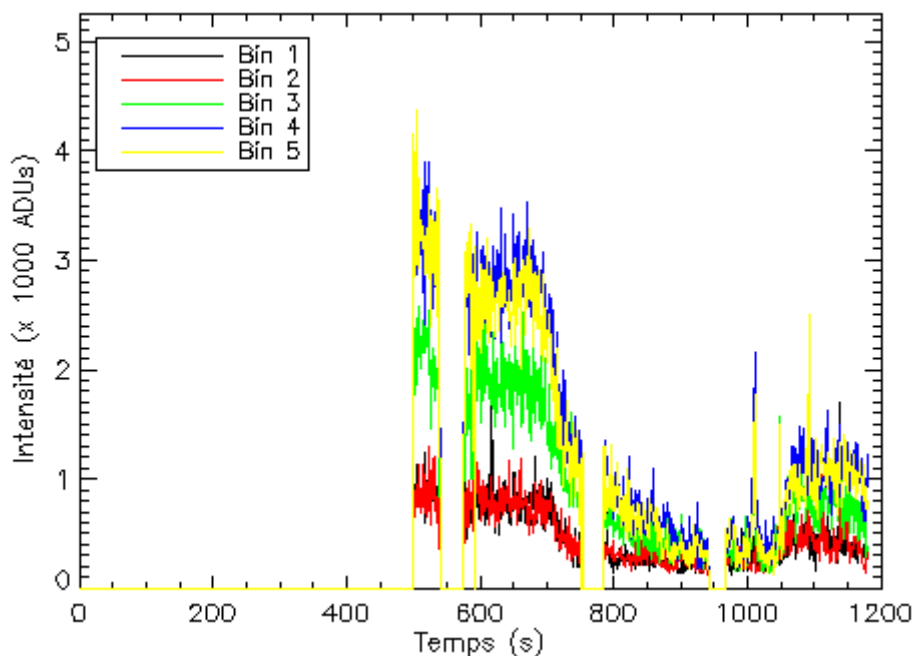


Figure 24 : Intensité au nadir intégrée de 190 à 299 nm en fonction du temps pour l'observation 2698A01.

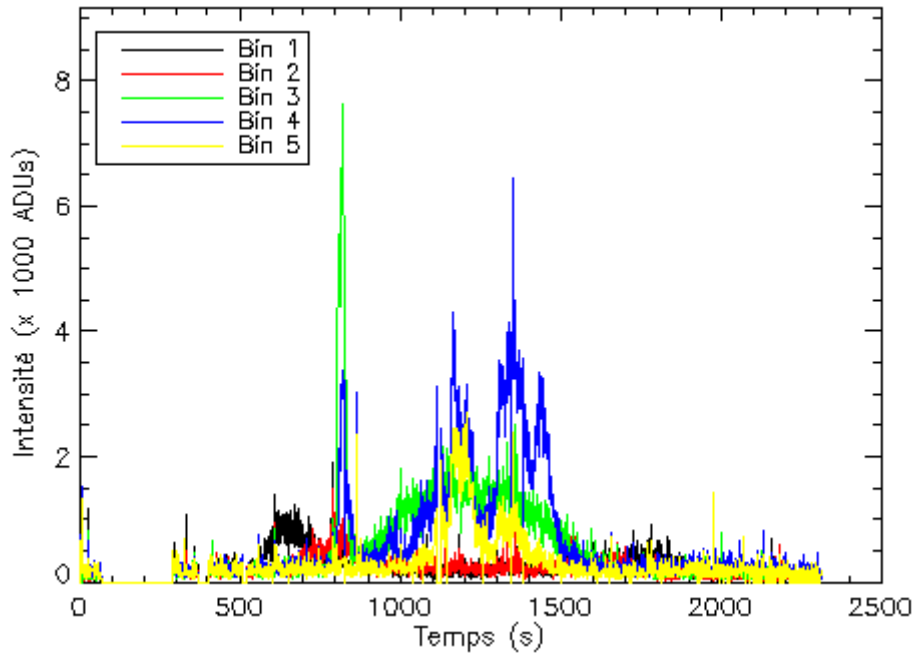


Figure 25 : Intensité au limbe en fonction du temps intégrée de 190 à 299 nm pour l'observation 2966A02. L'axe des abscisses commence 900 s après le début de l'observation.

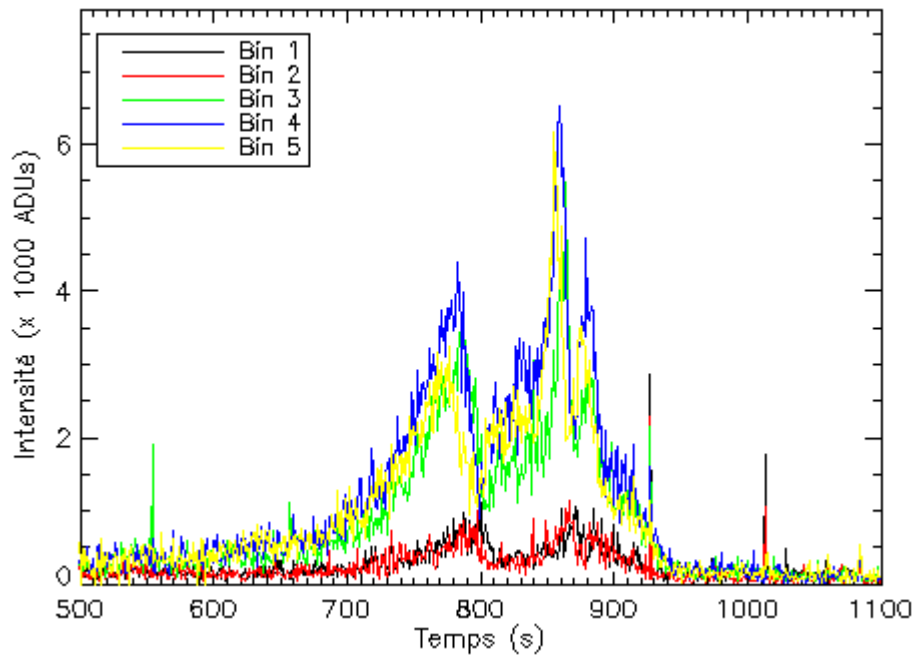


Figure 26 : Intensité au limbe en fonction du temps pour l'observation 8990A01 intégrée de 190 à 299 nm. L'axe des abscisses est donné à partir de 400 s après le début de l'observation et est arrêté à 1100 s.

Le second exemple (figure 24) est également une observation au nadir. On remarque la présence d'un pic autour de 1000 s après le début de l'observation. Enfin, les figures 25 et 26 sont des observations au limbe. Dans le cas de l'observation 2966A02 (figure 25), le pic auroral se situe juste après 800 s mais il n'apparaît que dans les bins 3 et 4. Il est possible que l'aurore soit confinée dans une zone extrêmement localisée et que le champ de vue des autres bins spatiaux soit passé à

côté de la zone d'émission aurorale. Pour l'observation 8990A01 (figure 26), l'intensité augmente en trois temps. Les deux premiers pics sont associés à l'émission de nightglow. Nous avons considéré le dernier pic en détail et nous montrerons par la suite que, selon les critères que nous allons définir, ce pic n'était pas auroral.

4.1.2. Critères de validation

Après avoir sélectionné un certain nombre d'orbites en suivant la démarche exposée ci-dessus, il fallait déterminer si celles-ci représentaient réellement ou non des phénomènes auroraux. En effet, l'augmentation d'intensité est un indice sur la présence d'une aurore, mais ne constitue pas une condition suffisante pour confirmer l'origine aurorale. Le pic d'intensité peut avoir une origine différente, comme par exemple une tache brillante et très localisée d'airglow de NO. Il était donc nécessaire de nous munir de plusieurs critères pour pouvoir confirmer ou non que les pics observés correspondent bien à des aurores. Pour cela, nous avons procédé en trois étapes :

- La première est l'observation de l'augmentation d'intensité décrite précédemment.
- La seconde est une vérification directe à partir des tempo-images et du contexte global.
- La dernière consiste en une analyse spectrale de l'émission observée.

De plus, le fait d'observer le phénomène supposé auroral dans plusieurs bins spatiaux est également un argument en faveur de la validation. Cela prouve que ce n'est pas un événement isolé ou un effet parasite localisé sur le détecteur.

Avant d'aborder les différentes étapes, il est nécessaire d'apporter quelques précisions sur les données utilisées en fonction du mode d'observation. Au nadir, les intensités mesurées en fente étroite sont généralement trop faibles pour pouvoir en tirer une quelconque information. Le nightglow n'est d'ailleurs pas non plus détecté dans le cas des observations au nadir. Nous nous sommes donc essentiellement concentrés sur les bins correspondant à la fente large. Au limbe, l'intensité recueillie est typiquement dix fois plus élevée. Les cinq bins spatiaux, qu'ils soient associés à la fente large ou étroite, ont pu être utilisés dans ce cas.

4.1.2.1. Pic d'intensité

Ce premier critère est celui que nous avons appliqué pour effectuer une première sélection de nos observations. Il est effectivement essentiel que ce pic d'intensité étendu sur quelques secondes ait lieu pour que l'on puisse qualifier le phénomène d'« aurore ». Un résumé des observations sélectionnées est fourni au tableau 7. Notons que pour les observations au limbe choisies, le pic d'intensité a toujours lieu dans tous les bins, mis à part le cas de l'orbite 2966 où il n'est observé

que dans les bins 3 et 4. Pour nos observations au nadir, il se manifeste au minimum dans les trois bins correspondant à la fente large.

Observations	Intervalle temporel du pic d'intensité (s)
591A02	170 -180
591A02	260 – 275
716A01	532 – 540
1858A01	720 – 760
1919A01	230 – 250
2515A01	730 – 740
2515A01	947 -955
2535A01	430 – 480
2621A01	535 – 543
2636A01	1520 – 1530
2698A01	1005 – 1015
2705A01	825 – 840
2705A01	860 – 873
2705A01	1000 – 1010
2800A02	370 – 395
2966A02	800 – 840
5796A01	850 – 890
5796A01	1100 – 1120
6012A01	1205 – 1215
6638A01	1430 – 1445
8136A01	700 – 730
8237A01	440 – 470
8680A02	930 – 945
8990A01	870 – 890

Tableau 7 : Résumé des observations sélectionnées pouvant présenter un événement auroral sur base de la variation d'intensité au cours du temps.

4.1.2.2. Vérification des tempo-images

L'étape suivante est donc la vérification des tempo-images. Ces images représentent les spectres au cours du temps pour chacun des cinq bins, avec le temps s'écoulant du bas vers le haut et la longueur d'onde de la droite vers la gauche. L'échelle des couleurs est différente pour chaque bin et est donnée en ADUs. La première constatation est la présence constante d'une émission intense vers les courtes longueurs d'onde du spectre : il s'agit de l'émission Lyman- α à 121,6 nm de l'hydrogène, à laquelle nous ne nous intéressons pas ici.

Concentrons-nous tout d'abord sur la tempo-image de l'orbite 716 (figure 27) : un ensemble de fines trainées brillantes est présent sur environ la moitié de l'observation. Ce sont les bandes de NO, qui s'intensifient avec le temps comme nous avons déjà pu le remarquer sur le graphique donnant l'intensité en fonction du temps. Vers le milieu de l'observation (encadré rouge), on note une brève intensification, dont le domaine spectral est plus étendu que celui des bandes de NO. Cette intensification est importante pour les longueurs d'ondes centrales mais est moins marquée vers les courtes et les grandes longueurs d'onde. Il s'agit de notre pic auroral.

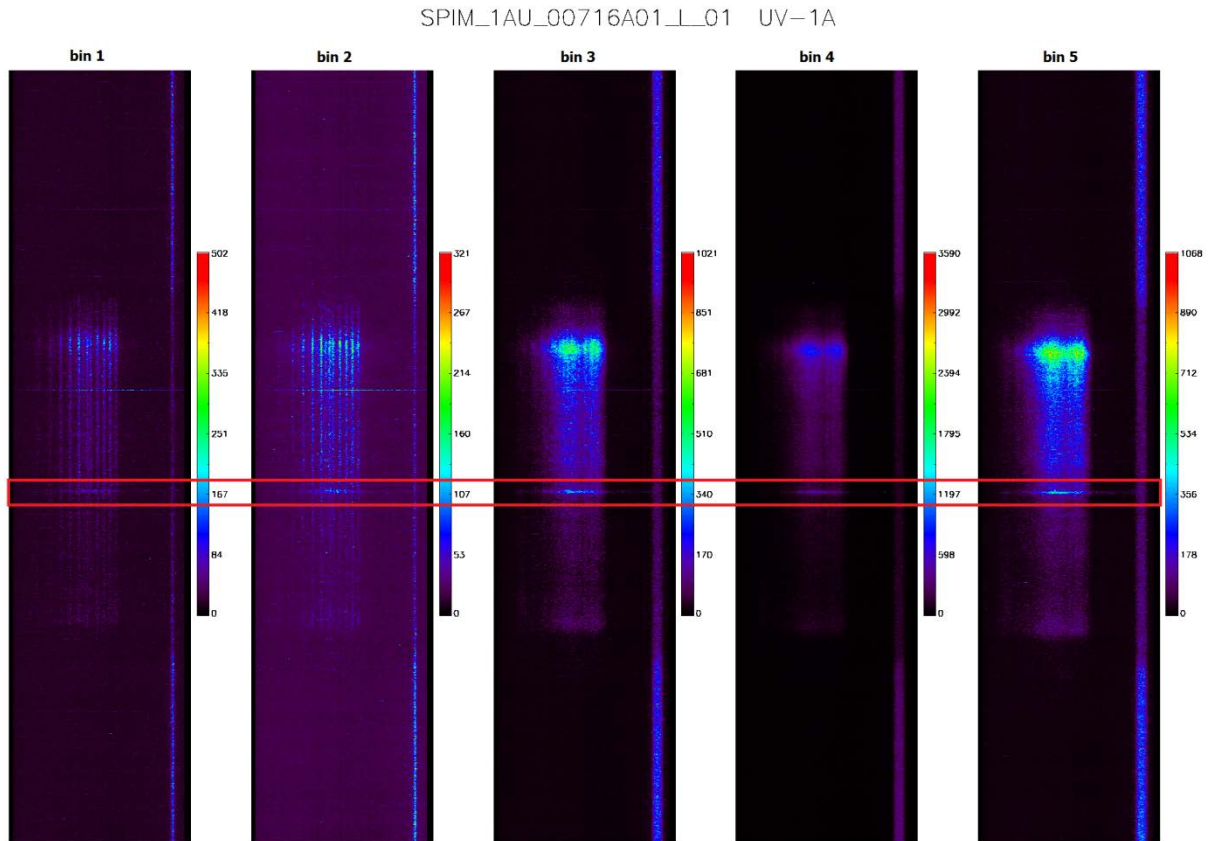


Figure 27 : Tempo-image de l'observation 716A01. Les intensités sont exprimées en ADUs. Notons l'orientation inhabituelle de l'axe longueurs d'onde de la droite vers la gauche et l'écoulement du temps du bas vers le haut. Le rectangle rouge encadre la période de détection de l'émission aurorale. En comparant la largeur de l'émission de Lyman- α , on remarque que les deux premières images ont été obtenues à travers la fente étroite tandis que les bins 3, 4 et 5 correspondent à la fente large.

L'une des conditions pour valider les observations sélectionnées est donc d'observer une intensification de ce type sur les tempo-images. De cette manière, en plus d'avoir une confirmation de l'augmentation d'intensité, nous pouvons facilement vérifier qu'il ne s'agit pas d'un spectre de nightglow. En effet, le spectre de nightglow est généralement reconnaissable sur ces tempo-images par sa structure caractéristique en fines bandes. Les tempo-images fournies aux figures 28 à 31 correspondent aux mêmes observations que les graphiques de l'intensité en fonction du temps illustrés précédemment. A chaque image, les encadrés rouges indiquent les intensifications. Pour l'observation 2515A01 au nadir, le spectre de nightglow n'est pas observable mais on note bien

deux intensifications correspondant aux deux pics d'intensité. Leur gamme spectrale semble être plus étendue que celle du nightglow. Les intensifications sont surtout visibles dans les bins 3, 4 et 5, c'est-à-dire à travers la fente large. L'intensification est presque imperceptible dans les bins 1 et 2. Ceci illustre bien que les émissions observées au nadir sont trop faibles pour être bien détectées à travers la fente étroite. A l'instar de l'observation 2515A01, l'observation 2698A01 (figure 29) au nadir présente une intensification visible dans les bins 3, 4 et 5 mais pas de spectre de nightglow.

Dans le cas de l'orbite 8990, si les pics sont bien visibles sur le graphique de l'intensité en fonction du temps, ils ressortent beaucoup moins clairement sur les tempo-images. Cette différence est en partie due au fait que les valeurs extrêmes de l'échelle définissent un contraste assez faible de l'image. Cependant, indépendamment de cela, aucune intensification n'a lieu sur cette tempo-image. Dans l'encadré rouge, à l'endroit où l'on s'attendrait à trouver l'intensification, on observe deux bandes diffuses plus claires dont le domaine spectral correspond à celui des bandes de NO. Le pic que nous avons observé n'était donc pas d'origine aurorale. A l'inverse, dans le cas de l'orbite 2966, nous observons une intensification. Elle couvre des longueurs d'onde différentes des bandes de NO qui se manifestent par la suite. Cela appuie l'hypothèse de la détection d'un événement auroral.

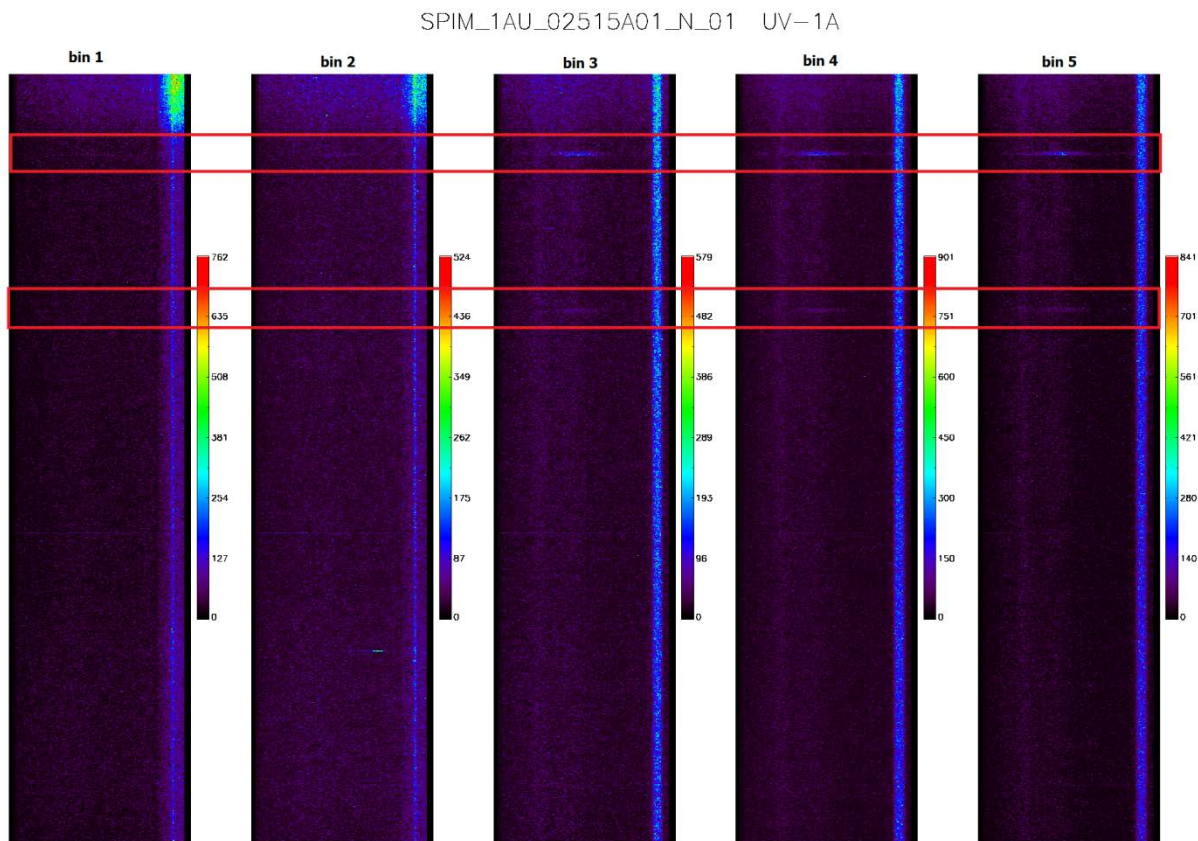


Figure 28 : Tempo-image de l'observation 2515A01.

SPIM_1AU_02698A01_N_01 UV-1A

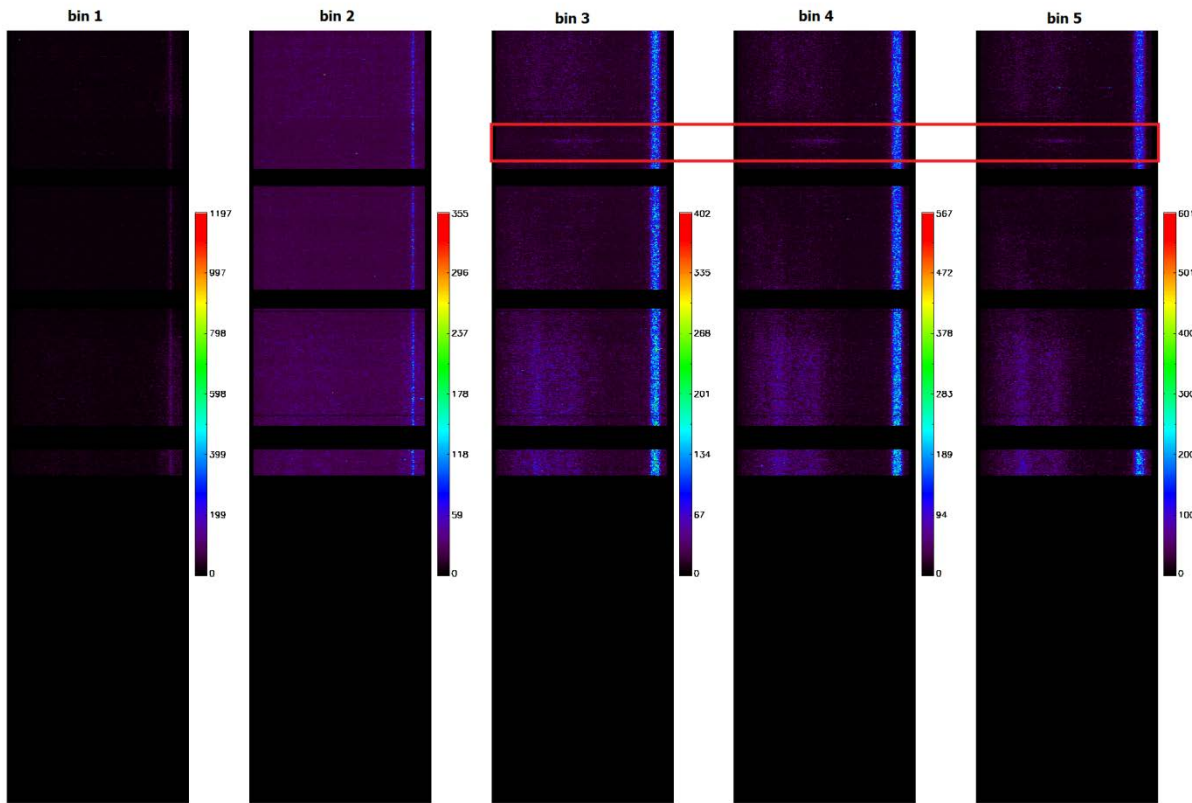


Figure 29 : Tempo-image de l'observation 2698A01.

SPIM_1AU_08990A01_L_01 UV-1A

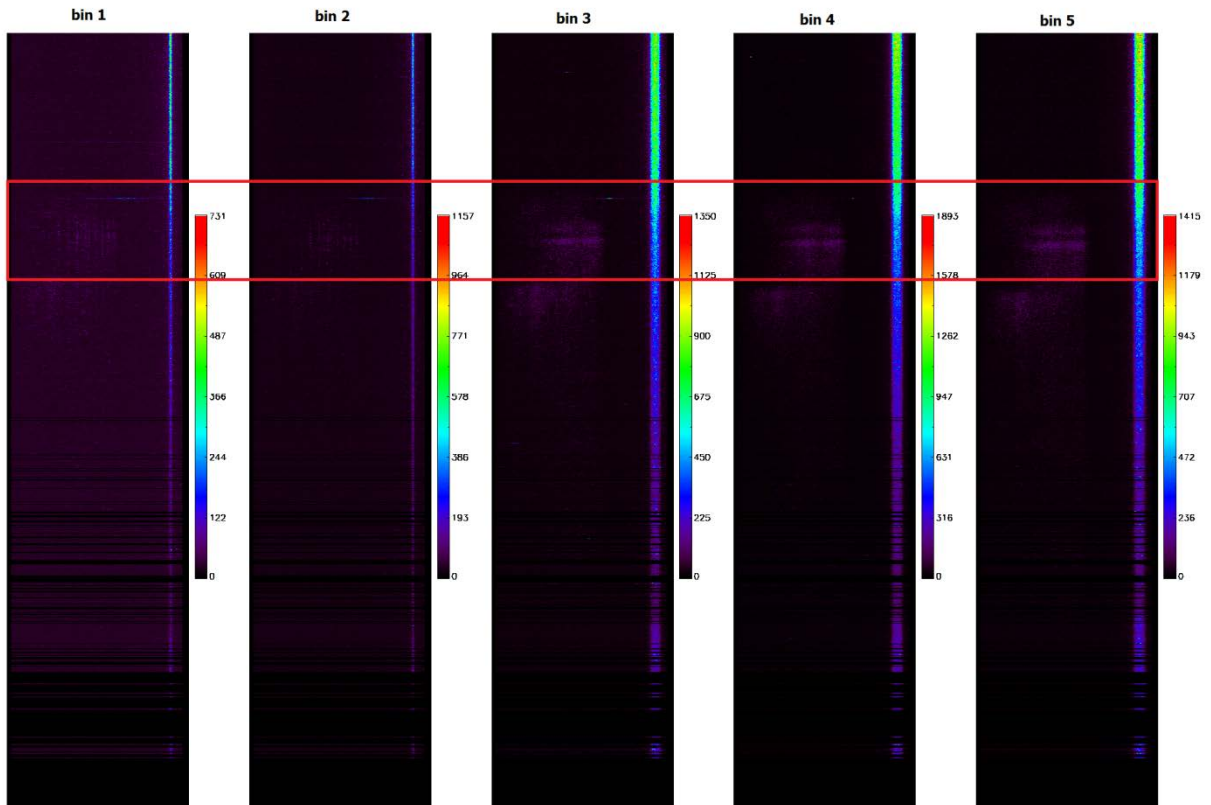


Figure 30 : Tempo-image de l'observation 8990A01.

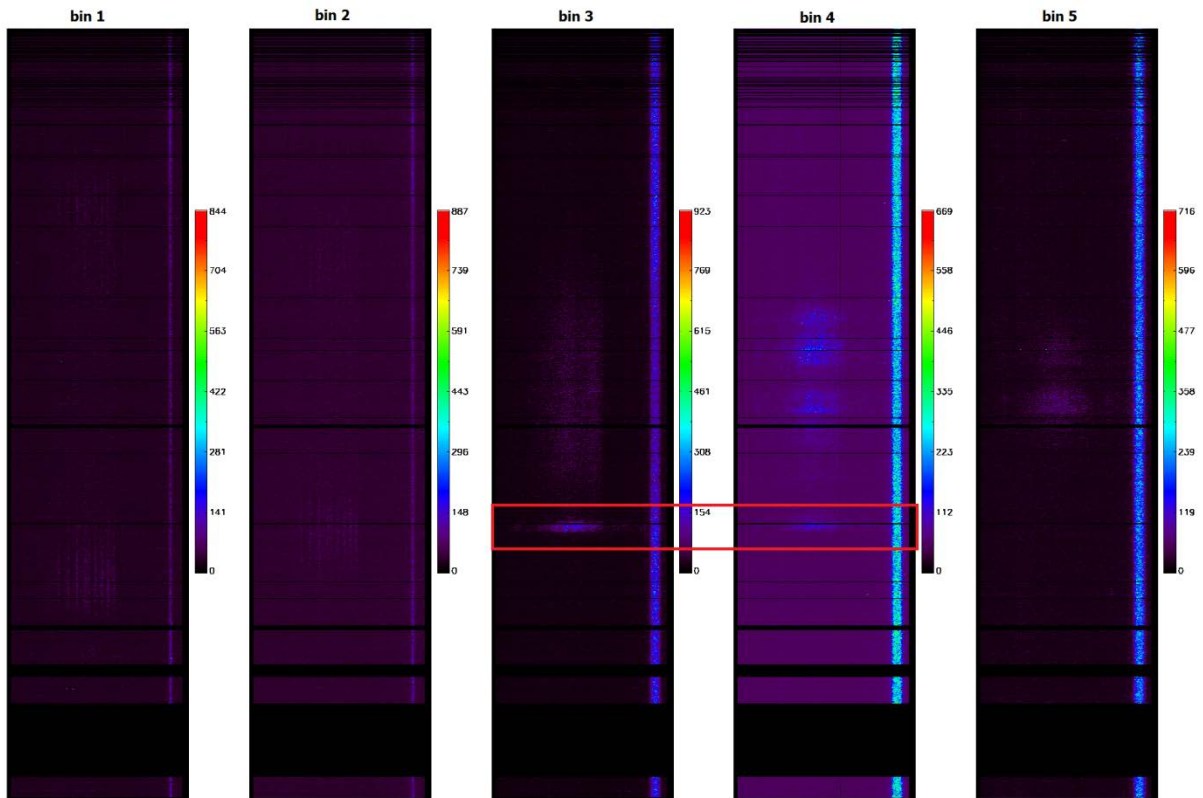


Figure 31 : Tempo-image de l'observation 2966A02.

4.1.2.3. Analyse spectrale

La confirmation définitive d'une observation aurorale doit également passer une analyse spectrale. Cependant, la démarche appliquée jusqu'ici n'est en aucun cas précise et ne nous permet pas de vérifier avec sûreté que les émissions observées correspondent à celles d'une aurore.

Rappelons en quelques mots les principales émissions aurorales : les plus intenses sont les bandes de Cameron du CO (190-270 nm). L'émission secondaire est le doublet de CO_2^+ . Ce doublet ne peut être résolu par SPICAM et il se présentera sous forme d'un pic unique vers 289 nm. On trouve également le quatrième système positif du CO (128-180 nm), le doublet de résonance du carbone (156,1 et 165,7 nm), ainsi que les émissions de l'oxygène aux alentours de 130 et 135 nm et celle à 297,2 nm. En dehors des bandes de Cameron et du doublet de CO_2^+ , les émissions sont trop faibles et difficilement détectables par SPICAM. Il peut arriver que même le doublet de CO_2^+ ne puisse être détecté, surtout lors des observations au nadir. Ce point a été discuté par *Leblanc et al.* [2008]. Pour l'analyse spectrale, nous avons donc décidé de nous concentrer sur les bandes de Cameron, en principe toujours présentes, et le doublet de CO_2^+ . La non-présence du doublet ne constitue pas un élément de réfutation du phénomène auroral.

Notre démarche a été la suivante : tout d'abord, nous avons voulu comparer directement les spectres de nos observations à un spectre auroral confirmé. Afin de visualiser les ressemblances

entre les deux spectres, nous avons ajusté linéairement le spectre de notre observation par un spectre de d'aurore. Cet ajustement a été réalisé grâce à la fonction LINFIT de IDL. Cette fonction ajuste l'ensemble des paires de données $\{x_i, y_i\}$ au modèle linéaire $y = A + Bx$ en minimisant le chi-carré donné par la formule :

$$\chi^2(A, B) = \sum_{i=1}^N \left(\frac{y_i - A - Bx_i}{\sigma_i} \right)^2$$

Les y_i représentent les points du spectre de référence. Dans notre cas, il s'agit du spectre d'aurore. Les x_i sont les données du spectre que l'on souhaite ajuster. Pour se départir de l'effet de l'émission Ly- α de l'hydrogène qui domine le reste du spectre en intensité et pour nous concentrer sur les bandes de Cameron et le doublet CO₂⁺, l'ajustement a été réalisé entre 170 et 295 nm. Un ajustement linéaire convenait car l'intensité des émissions dans les bandes de Cameron est directement proportionnelle à celle du doublet CO₂⁺. De plus, nous ne souhaitons pas dénaturer le spectre auroral, mais seulement de faire en sorte que son intensité soit comparable à celle de notre observation.

Par ailleurs, nous souhaitons disposer d'une mesure objective des similarités entre ces deux spectres, ne reposant pas uniquement sur notre appréciation. Nous avons donc calculé la corrélation entre le spectre obtenu par ajustement (y_i), représentant le spectre auroral, et le spectre de notre observation (x_i). Si cette corrélation était suffisamment proche de l'unité, notre observation devait être une aurore. La corrélation a été calculée grâce à la fonction CORRELATE de IDL. Cette fonction évalue la corrélation linéaire de Pearson de deux vecteurs ou de deux matrices de mêmes dimensions grâce à la formule :

$$r = \frac{\sum_{i=1}^N (x_i - \bar{x})(y_i - \bar{y})}{\sqrt{\sum_{i=1}^N (x_i - \bar{x})^2} \sqrt{\sum_{i=1}^N (y_i - \bar{y})^2}}$$

Dans cette expression, \bar{x} et \bar{y} sont les moyennes des données de chacun des deux vecteurs ou matrice. Pour visualiser cette corrélation, un moyen simple est de représenter les valeurs des couples de données $\{x_i, y_i\}$ dans un graphique de y en fonction de x . Dans notre cas, cela signifie représenter l'intensité du spectre auroral à chaque longueur d'onde en fonction de l'intensité de l'observation pour chaque longueur d'onde. Nous avons également effectué un ajustement du spectre de notre observation par un spectre caractéristique de nightglow « pur » et nous avons calculé la corrélation. Cela était nécessaire pour discerner les observations aurorales des émissions de NO intenses et localisées.

Pour chaque observation, le spectre à ajuster a été obtenu en moyennant l'ensemble des spectres sur la durée du pic d'intensité, puis en lissant le spectre moyenné sur cinq points grâce à la fonction SMOOTH de IDL. Cette fonction effectue une convolution entre les données et une fonction rectangulaire dont la longueur est le nombre de points spécifiés. Pour chaque observation,

cette démarche a été appliquée pour chacun des bins. Lorsque les observations contenaient des spectres mis à zéro à cause du bruit instrumental, nous ne nous sommes pas servis de ces spectres pour ne pas fausser la moyenne. Le spectre de nightglow a été obtenu à partir de l'observation 716A01 : en dehors du pic auroral, on distingue clairement les bandes de NO sur les tempo-images. Nous avons moyenné les spectres enregistrés dans le bin 1 entre 700 et 800 secondes pour la fente étroite et les spectres du bin 3 sur la même durée pour la fente large. Le spectre auroral pour les observations au limbe à travers la fente fine est celui de l'aurore décrite par *Bertaux et al.* [2005] à l'orbite 716. De la même façon que pour le spectre de nightglow, il est le résultat de la moyenne des spectres entre 532 et 540 secondes lissée sur cinq points. Pour les observations au nadir, le spectre auroral est la moyenne des spectres de l'observation 2705A01 entre 860 et 873 secondes, également lissée sur cinq points. Il s'agit d'une aurore identifiée par *Leblanc et al.* [2008]. Ces différents spectres de référence sont représentés aux figures 32 et 33. On remarque immédiatement que le spectre auroral au nadir est environ cinq fois moins intense que les spectres au limbe (figure 33). A la figure 32, les raies d'émission des deux spectres se chevauchent. En réalité, le spectre d'aurore pris comme référence est généralement la somme d'une émission de nightglow et d'aurore, c'est pourquoi on observe de fortes similitudes. Cependant, nous avons tenté d'appliquer cette démarche avec un spectre de dayglow (qui présente les mêmes émissions qu'une aurore, mais sans les émissions d'oxyde nitrique) et cela s'est révélé inefficace. Ce spectre de dayglow, provenant de *Cox et al.* [2010], est la moyenne de plus d'un millier de spectres, ce qui a pour effet de lisser le résultat et de lui donner l'aspect d'un spectre artificiel. Les raies de ce spectre étaient trop nettes par rapport à celles de nos observations et il n'était pas possible de les comparer.

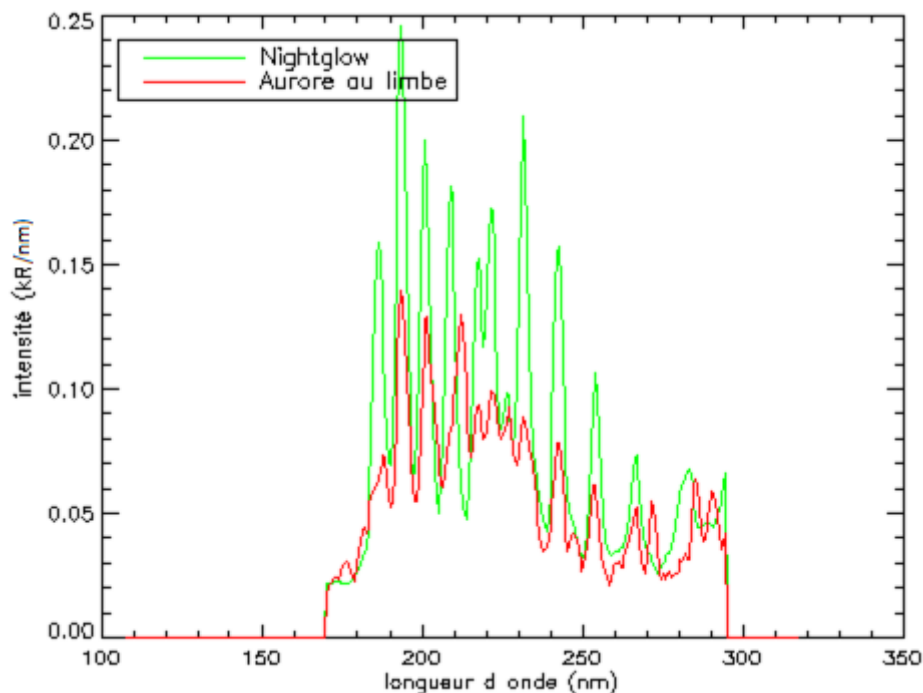


Figure 32 : Spectres de nightglow et d'aurore correspondant à la fente étroite dont les caractéristiques sont données au tableau 8. Les intensités sont exprimées en kiloRayleighs par nm.

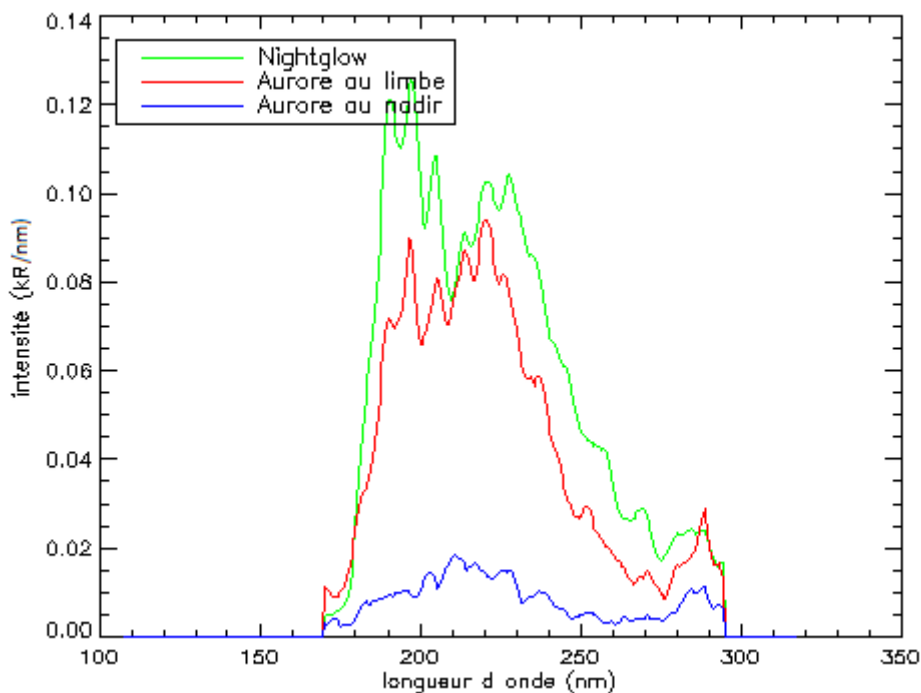


Figure 33 : Spectres de nightglow et d'aurores correspondant à la fente large dont les caractéristiques sont données au tableau 8. Les intensités sont exprimées en kiloRayleighs par nm.

	Orbite	Intervalle temporel de la moyenne (s)	Bin sélectionné en fente étroite	Bin sélectionné en fente étroite
Spectre du nightglow	716	700 – 800	1	4
Spectre auroral au limbe	716	532 – 540	1	4
Spectre auroral au nadir	2705	860 - 873	-	4

Tableau 8 : Caractéristiques des spectres de référence.

Corrélation entre nightglow et aurore

Afin de déterminer un seuil de discrimination entre nightglow et aurore, nous avons calculé la corrélation entre ces deux spectres (suivant la démarche ci-dessus). Celle-ci s'est avérée être élevée, particulièrement dans le cas de la fente large (tableau 9). Le graphique 34 représente la corrélation entre le spectre auroral au limbe en fente large et en fente étroite après normalisation de l'intensité totale. Les points de données sont rassemblés autour de la droite $y = x$ ce qui signifie que la corrélation est proche de 1. La figure 35 donne les ajustements correspondants. On remarque effectivement des ressemblances prononcées entre les deux spectres. La principale différence est l'émission du doublet CO_2^+ à 289 nm dans le spectre auroral. En fente large, l'agglomération des points de données autour de la droite $y = x$ est plus marquée qu'en fente étroite. Pour le spectre

auroral au nadir, donné uniquement en fente large, le graphique de la corrélation est semblable (figure 36).

	Corrélation avec le nightglow de NO en fente étroite	Corrélation avec le nightglow de NO en fente large
Spectre auroral au limbe	0,86	0,97
Spectre auroral au nadir	-	0,84

Tableau 9 : Corrélation entre spectre de nightglow et spectre auroral. Les caractéristiques des spectres de référence sont celles reprises au tableau 8.

La principale cause de cette importante corrélation est le recouvrement en longueur d'onde des émissions les plus intenses des deux phénomènes. De plus, les spectres pris en fente large ont une résolution spectrale quatre fois plus faible que ceux pris en fente étroite, ce qui lisse les raies d'émission et amène à confondre nightglow et aurore. Les spectres avec lesquels nous travaillons au nadir étant exclusivement associés à la fente large, nous n'avons pas pu tirer beaucoup d'information de l'analyse spectrale pour ce mode d'observation. En effet, à cause des nombreuses similitudes entre spectre auroral et spectre de nightglow, si les observations étaient fortement corrélées avec l'un, elles l'étaient généralement aussi avec l'autre. Les valeurs fournies au tableau 9 sont prises comme référence pour définir le seuil de discrimination entre aurore et nightglow. Cependant, il est préférable de tenir compte des spectres pris en fente étroite dans le cas des limbes, car la corrélation entre nightglow et aurore est extrêmement proche de l'unité dans le cas de la fente large et ne peut donc pas constituer un critère objectif de discrimination.

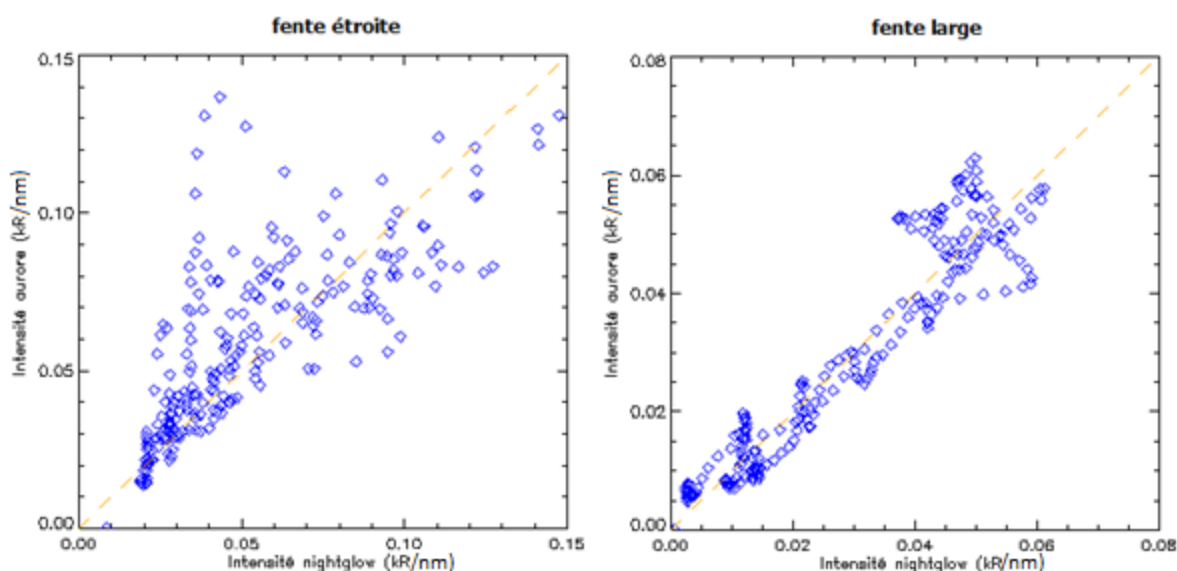


Figure 34 : Corrélation entre le spectre d'aurore de l'orbite 716 (limbe) et celui du nightglow. Le graphique de gauche est tracé pour la fente étroite et celui de droite pour la fente large. Les traits pointillés représentent la droite $y = x$.

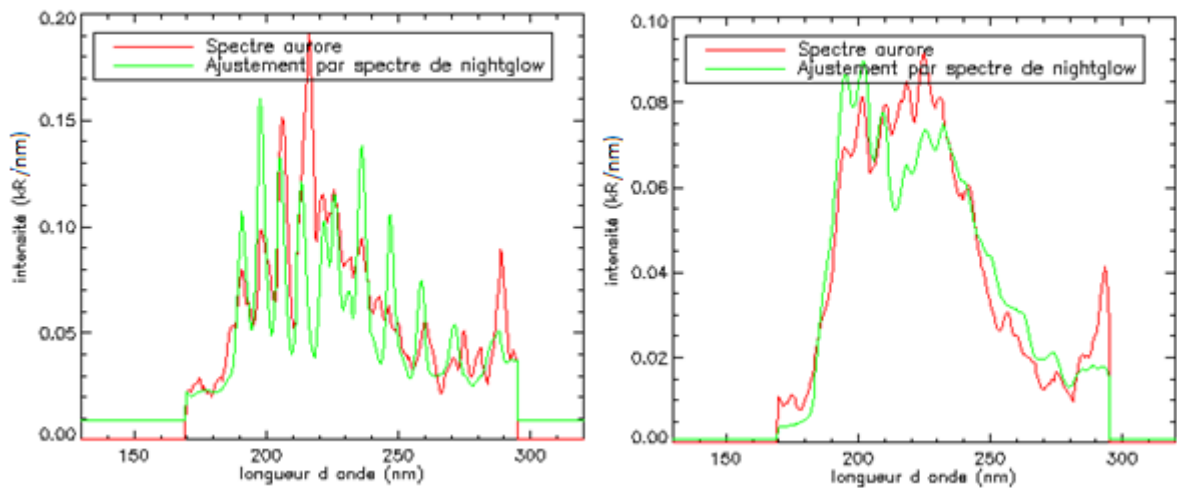


Figure 35 : Ajustement du spectre d'aurore au limbe par le spectre de nightglow. Le graphique de gauche est pour la fente étroite et le graphique de droite pour la fente large. On note à nouveau la ressemblance entre le spectre auroral et celui du nightglow observés à travers la fente large de SPICAM.

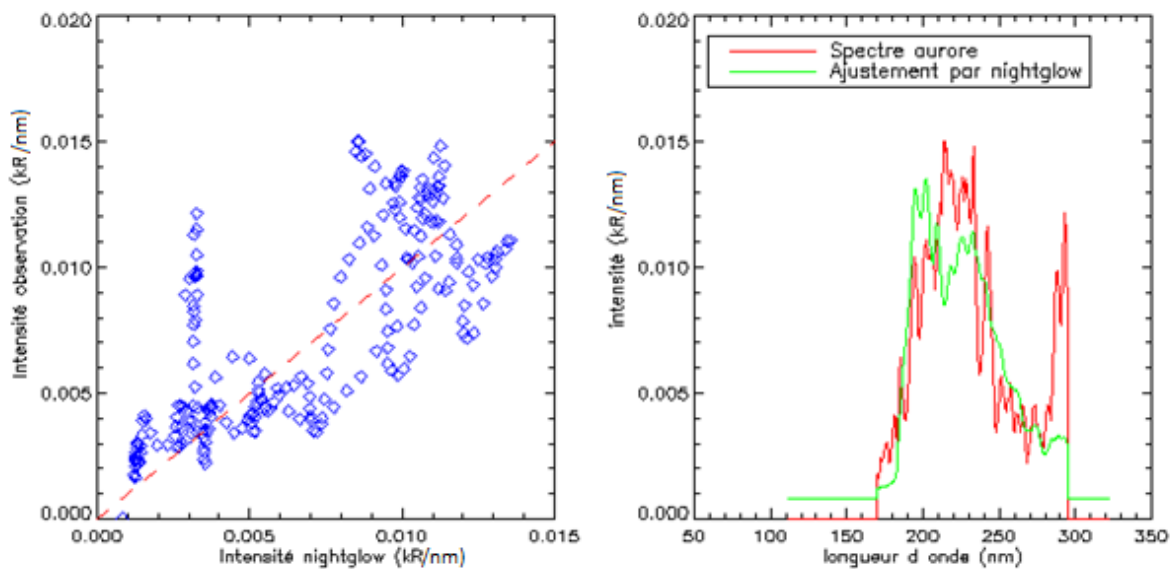


Figure 36 : A droite : corrélation entre spectre de l'aurore 2705 (nadir) et spectre de nightglow. A gauche : ajustement du spectre auroral par le spectre de nightglow.

Observations au limbe

Un résumé des corrélations entre les spectres des observations et les spectres de nightglow et d'aurore est fourni au tableau 10. La corrélation est donnée pour le bin qui la maximise, dans le cas du nightglow comme dans le cas de l'aurore. C'est pourquoi nous parlons de « *corrélation maximale* ». Pour ces observations au limbe, les spectres en fente étroite ont pu être utilisés, mis à part celui de l'orbite 2966. Pour cette orbite, le pic auroral n'est présent que dans les bins 3 et 4 qui sont associés à la fente large. A titre de comparaison, nous fournissons les corrélations pour l'observation 8990A01 que nous avons classée dans la catégorie nightglow. On observe que, même

pour la fente fine où la résolution spectrale est supérieure, les valeurs pour le nightglow et pour l'aurore sont très proches.

Observation	Intervalle temporel (s)	Corrélation maximale avec spectre auroral		Corrélation maximale avec spectre de nightglow	
		Fente fine	Fente large	Fente fine	Fente large
716A01	532 – 540	1	1	0,87	0,97
1858A01	720 – 760 ¹	0,83	0,97	0,87	0,99
1919A01	230 – 250	0,37	0,19	0,29	0,21
2535A01	430 – 480	0,58	0,97	0,50	0,97
2636A01	1520 – 1530	0,46	0,31	0,39	0,32
2800A02	370 - 395	0,94	0,98	0,85	0,97
2966A02	800 - 840	-	0,97	-	0,91
8990A01	870 - 890	0,84	0,94	0,88	0,98

Tableau 10 : Résumé des corrélations maximales entre les spectres des observations au limbe moyennés sur l'intervalle temporel indiqué et les spectres de nightglow et d'aurore ajustés. L'observation 2966A02 ne présente un pic auroral que dans les bins 3 et 4 (fente large).

Les orbites 1919, 2535 et 2636 montrent de faibles corrélations pour la fente étroite, inférieures au seuil de discrimination dans les deux cas. Dans le cas de l'orbite 2535, la corrélation augmente significativement pour la fente large. Notons malgré tout qu'une simple augmentation d'intensité sur la gamme de longueur d'onde considérée suffit à faire augmenter la corrélation de ces spectres lissés où l'on ne peut distinguer les raies d'émission et cette augmentation ne peut être attribuée de manière formelle à l'un ou l'autre phénomène sans l'information sur les longueurs d'onde. Pour l'orbite 1919, on observe une augmentation d'intensité importante vers les grandes longueurs d'onde. Cela est probablement causé par du rayonnement solaire diffusé vers le détecteur. Etant donné les faibles corrélations pour ces trois orbites, nous concluons à une augmentation d'intensité qui n'a pour origine ni une aurore, ni du nightglow.

En ce qui concerne les autres observations, elles présentent toutes des corrélations élevées, aussi bien avec le spectre auroral qu'avec le spectre de nightglow. Ainsi, pour l'observation 1858A01, la corrélation avec le nightglow domine largement. Il semblerait donc que cette observation ne soit pas une aurore, mais bien une émission typique d'airglow. Cette conclusion est renforcée par l'absence d'émission de CO_2^+ à 289 nm. Examinons ensuite l'observation 2800A01 qui est l'aurore décrite par *Leblanc et al.* [2008] : cette identification est bien confirmée par la corrélation avec le spectre auroral, qui est supérieure au seuil de discrimination placé à 0,86. La

¹ Le pic auroral est décalé de quelques secondes d'un bin à l'autre et il ne dure pas le même temps dans tous les bins. Pour cette raison, le spectre a été intégré entre 760 et 780 s pour la fente étroite et entre 720 et 760 s pour la fente large.

corrélation avec le nightglow est bien inférieure à cette valeur. Les graphiques de corrélation et d'ajustement pour cette observation sont donnés aux figures 37 et 38. Les bandes de Cameron sont visibles et l'émission du doublet de CO_2^+ (289 nm) est bien présente.

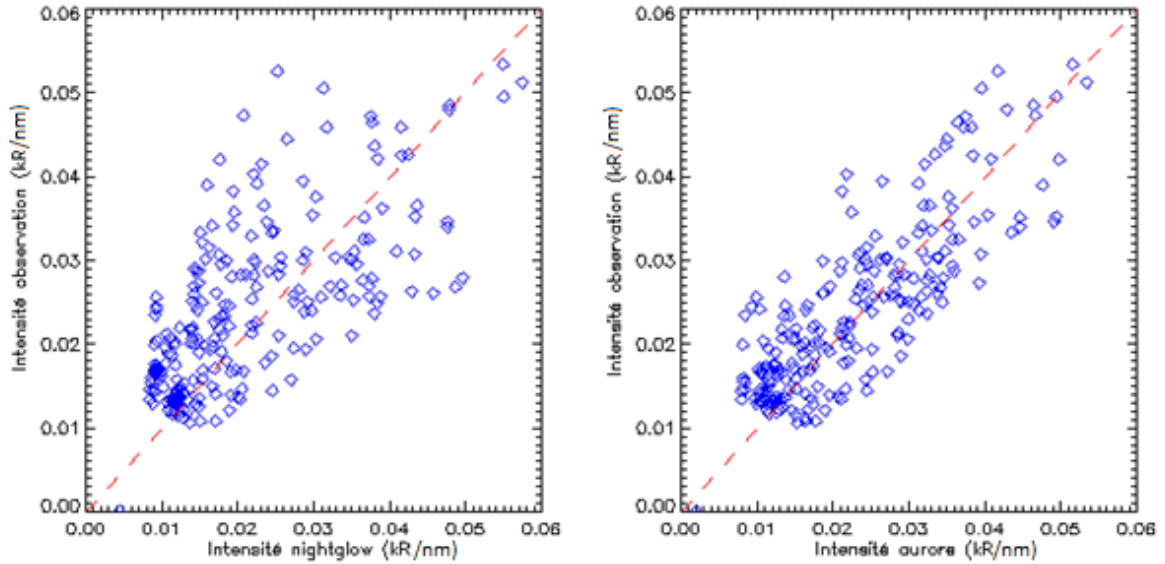


Figure 37 : Corrélation pour l'observation 2800A01 dans le bin 2 (fente étroite). A gauche : corrélation avec le spectre de nightglow. A droite : corrélation avec le spectre auroral.

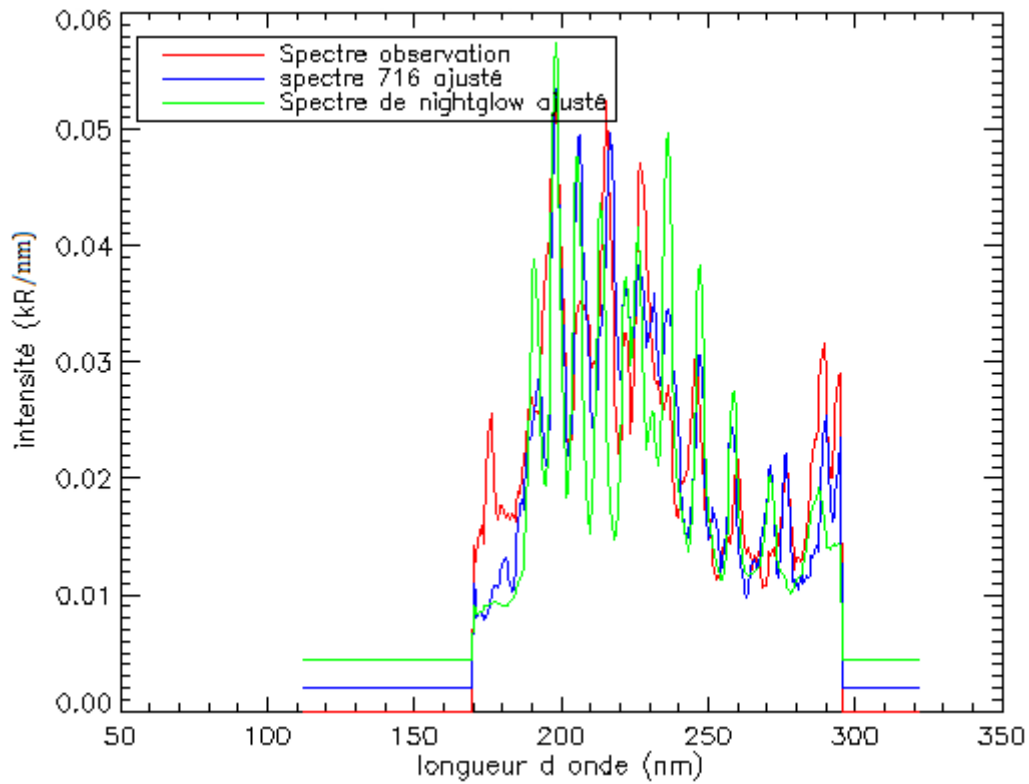


Figure 38 : L'ajustement du spectre de l'observation 2800A01 dans le bin 2 (fente étroite) moyenné entre 370 et 395 s est représenté en rouge. La courbe bleue représente l'ajustement par le spectre auroral et la courbe verte l'ajustement par le spectre de nightglow.

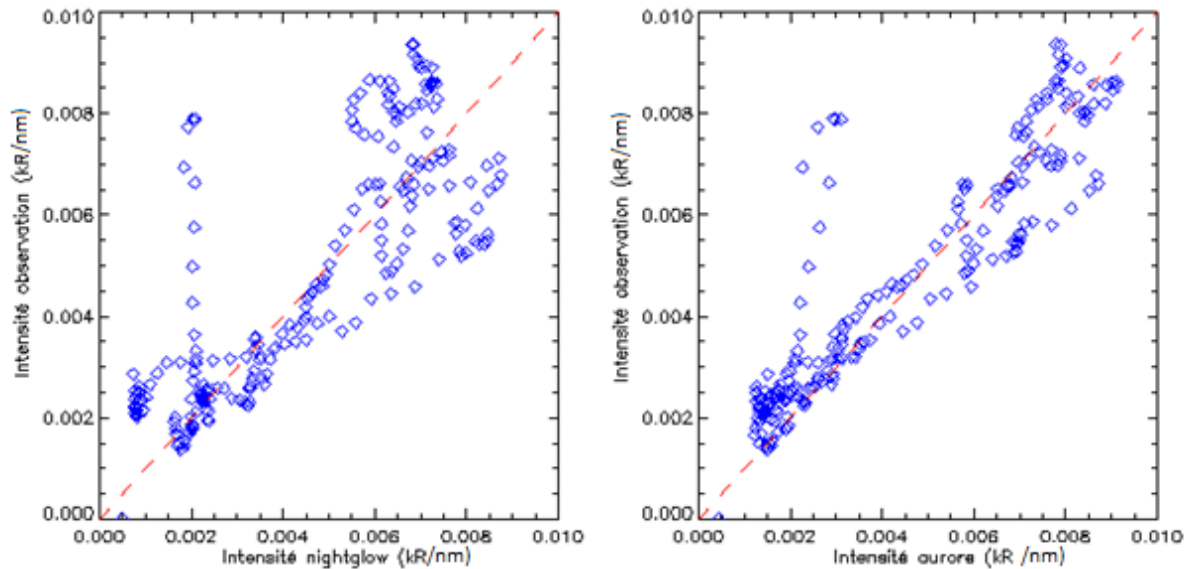


Figure 39 : Corrélation pour l'observation 2966A02 dans le bin 4 (fente large). A gauche : corrélation avec le spectre de nightglow. A droite : corrélation avec le spectre auroral.

Nous considérerons finalement l'observation 2966A02. Nous ne disposons pas d'information se rapportant à la fente étroite, notre information spectrale est donc assez pauvre. Cependant, on note l'importante corrélation avec le spectre auroral (figure 39). De plus, la présence du doublet CO_2^+ est fortement marquée dans le spectre (figure 40). Nous associons cette émission à une origine aurorale.

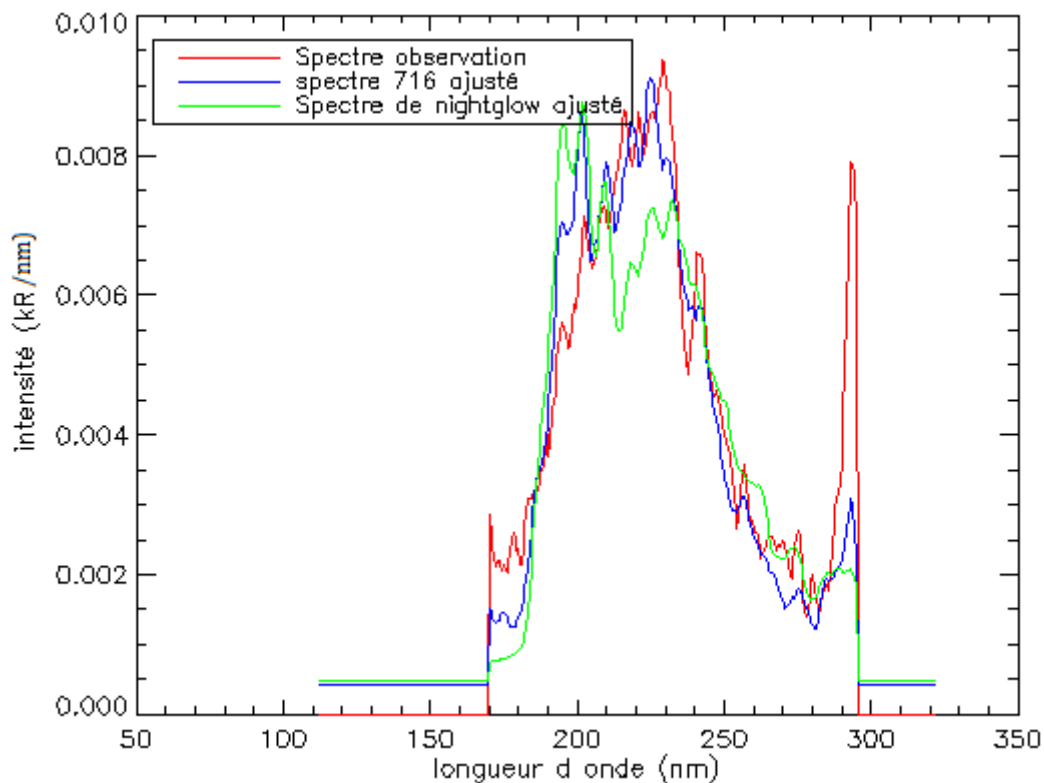


Figure 40 : L'ajustement du spectre de l'observation 2966A02 dans le bin 4 (fente large) moyenné entre 800 et 840 s est représenté en rouge. La courbe bleue représente l'ajustement par le spectre auroral et la courbe verte l'ajustement par le spectre de nightglow.

Observations au nadir

La seule information dont nous disposons pour les observations au nadir est la corrélation pour les spectres en fente large. Néanmoins, les émissions sont a priori dépourvues d'une trace de nightglow. En effet, les émissions de nightglow n'ont encore jamais été détectées lors d'observations au nadir car le taux de comptage est trop faible. Il semble donc qu'une corrélation élevée avec le spectre d'aurore, c'est-à-dire supérieure au seuil de discrimination, soit suffisante pour confirmer l'origine aurorale. D'après la corrélation entre le spectre de nightglow et le spectre auroral au nadir en fente large, ce seuil de discrimination a été fixé à 0,84. Les observations des orbites 591, 2515, 2621 et 2705 correspondent aux aurores découvertes par *Leblanc et al.* [2008]. Comme nous pouvons le remarquer au tableau 11, la plupart de ces spectres sont fortement corrélés au spectre auroral de référence. Cependant, certains montrent des valeurs inférieures au seuil de corrélation. Nous attribuons cela à des émissions entre 250 et 280 nm dont nous ne connaissons pas l'origine et qui ne sont pas présentes dans tous les spectres mais que la corrélation interprète comme des valeurs aberrantes (figure 41). Ces dissemblances font chuter la valeur du coefficient de corrélation. Par conséquent, il est possible que des spectres auroraux ne possèdent pas une corrélation supérieure ou égale au seuil de discrimination.

Observation	Intervalle temporel (s)	Corrélation maximale avec spectre auroral	Corrélation maximale avec spectre de nightglow
591A02	170 -180	0,79	0,65
591A02	260 – 275	0,96	0,85
2515A01	730 – 740	0,76	0,59
2515A01	947 -955	0,93	0,81
2621A01	535 - 543	0,89	0,96
2698A01	1005 - 1015	0,95	0,87
2705A01	825 – 840	0,79	0,59
2705A01	860 – 873	1	0,86
2705A01	1000 – 1010	0,94	0,87
5796A01	850 - 890	0,70	0,51
5796A01	1100 – 1120	0,97	0,90
6012A01	1205 – 1215	0,68	0,50
6638A01	1430 - 1445	0,46	0,25
8136A01	700 - 730	0,90	0,81
8237A01	440 - 470	0,26	0,01
8680A02	930 - 945	0,85	0,72

Tableau 11 : Résumé des corrélations maximales entre les spectres des observés au nadir moyennés sur l'intervalle temporel indiqué et les spectres de nightglow et d'aurore ajustés. Seules les données pour la fente large ont été prises en considération.

Les observations 6638A01 et 8237A01 sont faiblement corrélées avec le spectre auroral. En effet, lorsque l'on analyse le spectre de ces observations, on constate une augmentation continue de l'intensité avec la longueur d'onde, semblable au cas rencontré au limbe. Nous concluons cette fois encore à la présence de rayonnement solaire diffusé dans le détecteur.

Dans les nouveaux cas considérés, les observations 2698A01, 5796A01 (1100-1120 s), 8136A01 et 8680A02 possèdent des corrélations supérieures à la valeur de référence fixée, confirmant ainsi leur origine aurorale. Pour les orbites 2698 et 5796, les ajustements des spectres et les corrélations sont représentés aux figures 42 à 45. Dans les deux cas, on remarque peu de dissemblances entre les données et le spectre auroral. Les bandes de Cameron et le doublet de CO_2^+ sont encore une fois présents.

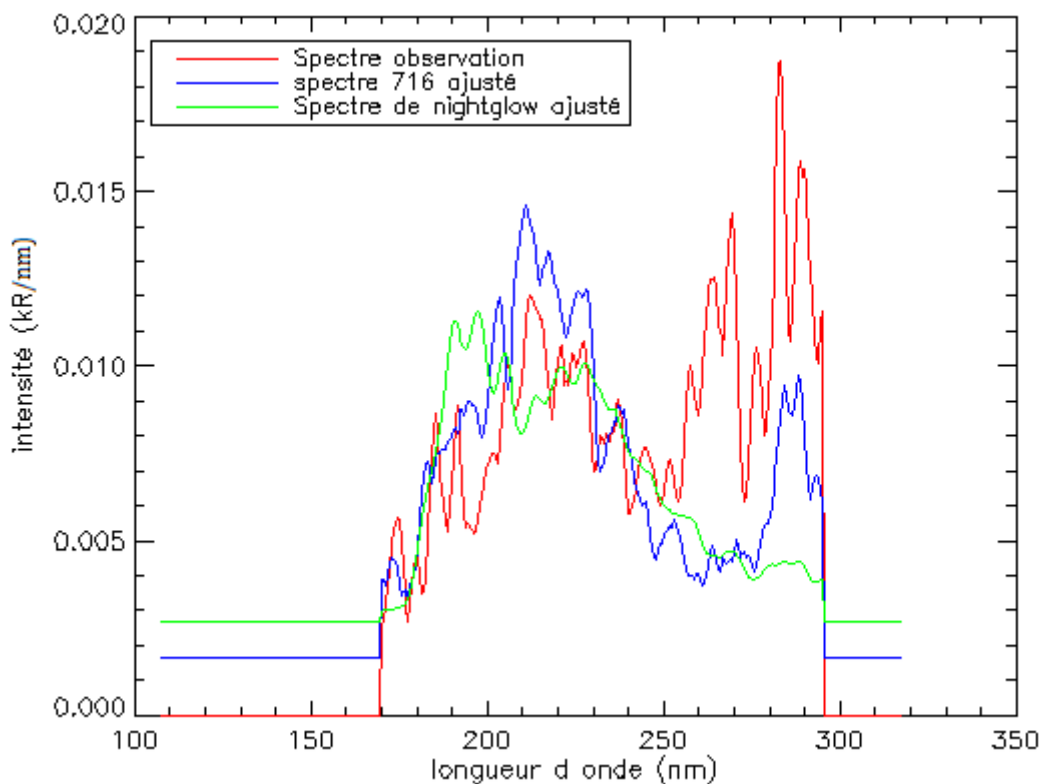


Figure 41 : L'ajustement du spectre de l'observation 2515A01 dans le bin 4 (fente large) moyenné entre 730 et 740 s est représenté en rouge. La courbe bleue représente l'ajustement par le spectre auroral et la courbe verte l'ajustement par le spectre de nightglow.

Finalement, parmi les nouvelles détections, les observations 5796A01 (850-890 s) et 6012A01 méritent que l'on s'y attarde : leur corrélation avec le spectre auroral est inférieure au seuil de discrimination mais l'émission inexpiquée entre 250 et 280 nm se manifeste distinctement dans ces spectres. Celle-ci induit très certainement une baisse de la corrélation. Comme nous observons également dans ces spectres les émissions du CO et du CO_2^+ , nous aurions tendance à confirmer ces détections. Nous les qualifierons d'*incertaines*.

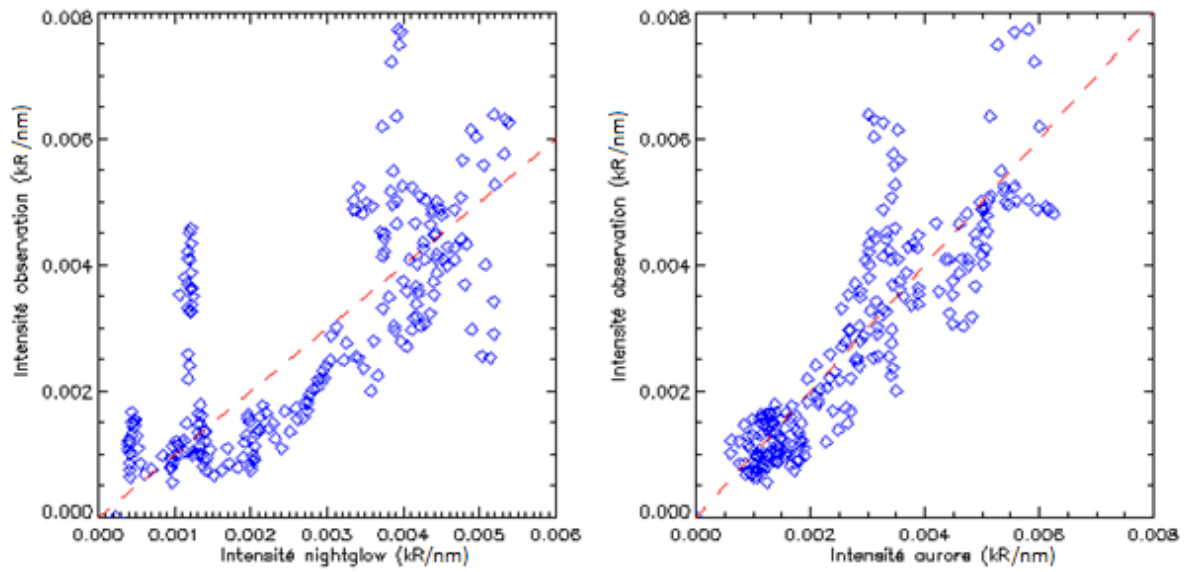


Figure 42 : Corrélation pour l'observation 2698A01 dans le bin 4 (fente large). A gauche : corrélation avec le spectre de nightglow. A droite : corrélation avec le spectre aurore.

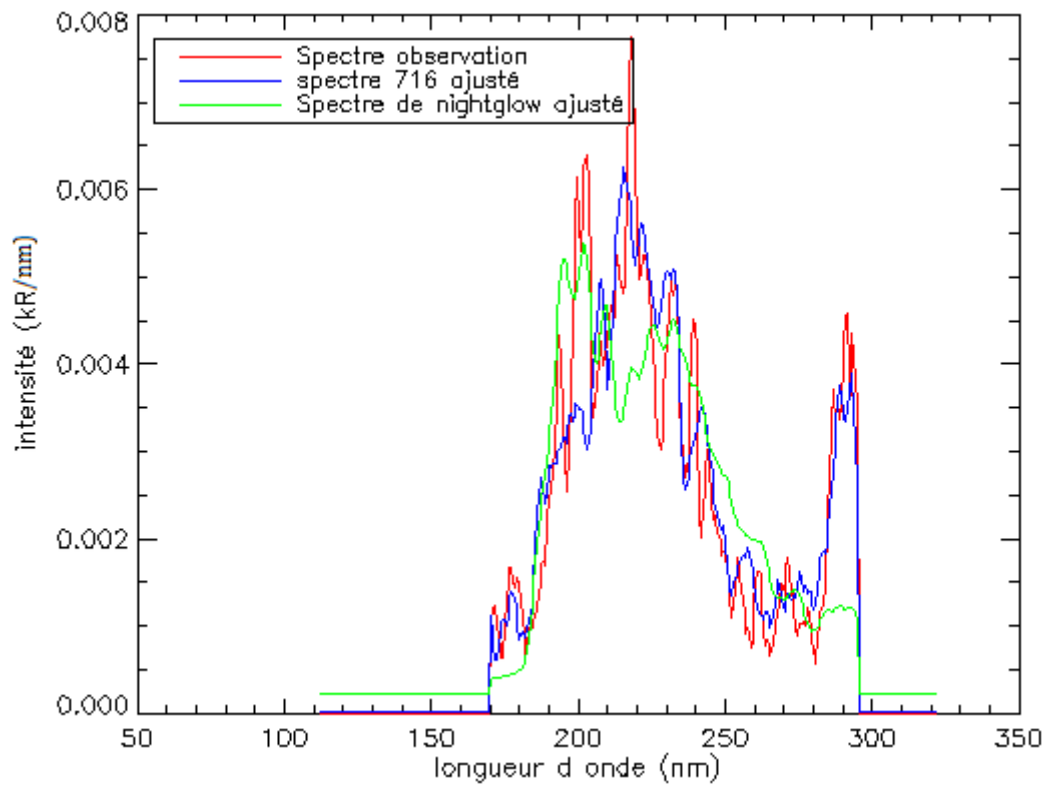


Figure 43 : L'ajustement du spectre de l'observation 2698A01 dans le bin 4 (fente large) moyenné entre 1005 et 1015 s est représenté en rouge. La courbe bleue représente l'ajustement par le spectre aurore et la courbe verte l'ajustement par le spectre de nightglow.

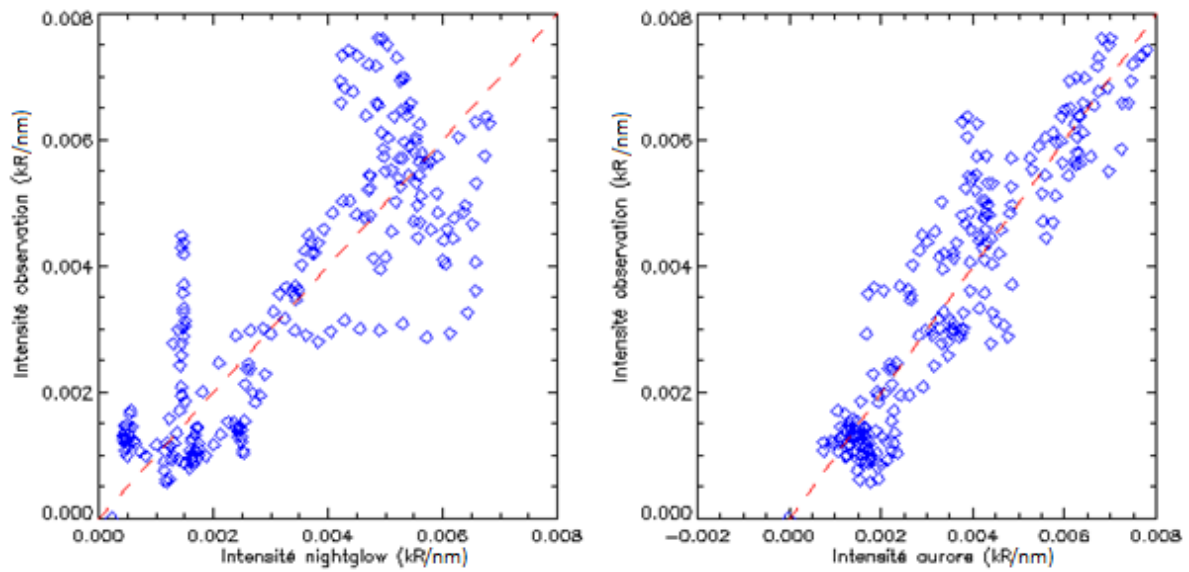


Figure 44 : Corrélation pour l'observation 5796A01 dans le bin 4 (fente large). A gauche : corrélation avec le spectre de nightglow. A droite : corrélation avec le spectre auroral.

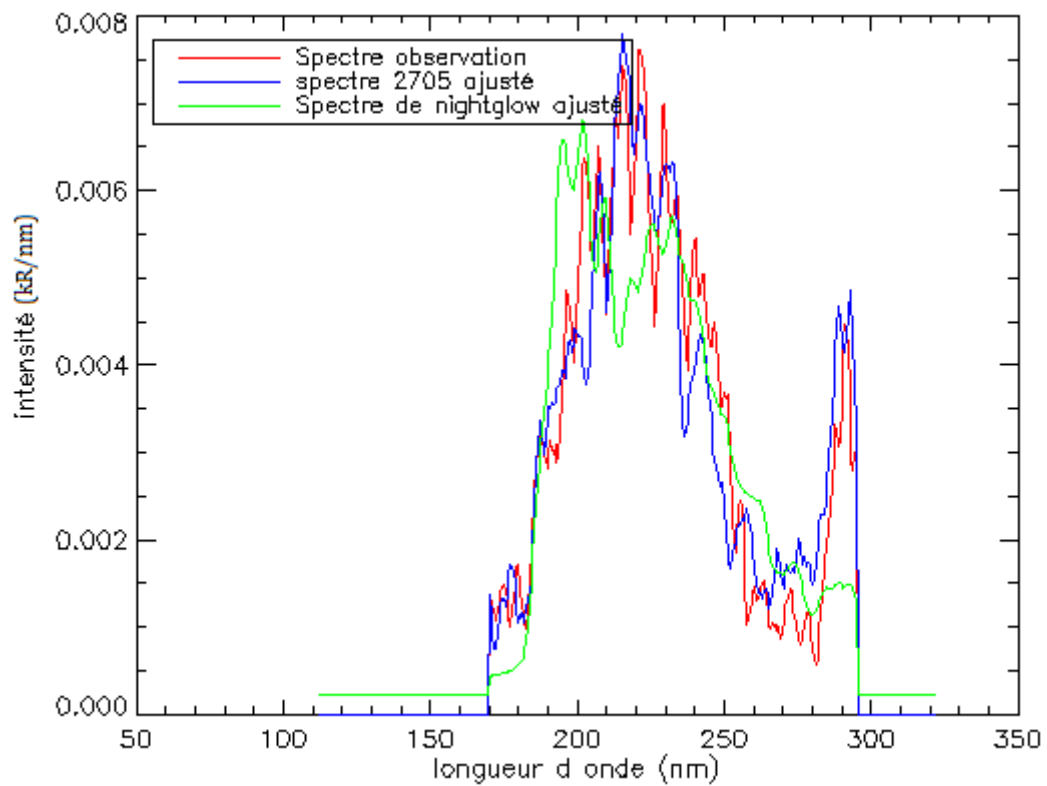


Figure 45 : L'ajustement du spectre de l'observation 5796A01 dans le bin 4 (fente large) moyenné entre 1100 et 1120 s est représenté en rouge. La courbe bleue représente l'ajustement par le spectre auroral et la courbe verte l'ajustement par le spectre de nightglow.

4.1.3. Liste de détections

Après avoir analysé les informations pour l'ensemble des orbites que nous avons sélectionnées, il nous était possible de déterminer l'origine du pic d'intensité. Les observations qui ont été confirmées dans leur statut d'aurore ainsi que notre estimation du niveau de certitude de ces détections, basée sur les trois critères énoncés précédemment, sont récapitulées au tableau 12. Elles sont au nombre de 17, dont 7 constituent de nouvelles découvertes. Parmi celles-ci, deux restent incertaines. Ces détections constituent notre base de données pour la seconde partie de ce chapitre.

4.2. Analyse des aurores

Une partie importante de ce chapitre a été consacrée à la détection des événements auroraux et leur validation. La deuxième partie consiste en une analyse des aurores qui viennent d'être confirmées. Nous tenterons d'inférer des informations spectrales et spatiales pouvant nous donner des indices quant aux caractéristiques des précipitations aurorales et à leur origine.

Observation	Intervalle temporel (s)	Limbe/Nadir	Certitude de la détection
591A02	170 – 180	Nadir	Certaine
591A02	260 – 275	Nadir	Certaine
716A01	532 – 540	Limbe	Certaine
2515A01	730 – 740	Nadir	Certaine
2515A01	947 – 955	Nadir	Certaine
2621A01	535 – 543	Nadir	Certaine
2698A01	1005 – 1015	Nadir	Certaine
2705A01	825 – 840	Nadir	Certaine
2705A01	860 – 873	Nadir	Certaine
2705A01	1000 – 1010	Nadir	Certaine
2800A02	370 – 395	Limbe	Certaine
2966A02	800 – 840	Limbe	Certaine
5796A01	850 – 890	Nadir	Incertaine
5796A01	1100 – 1120	Nadir	Certaine
6012A01	1205 – 1215	Nadir	Incertaine
8136A01	700 – 730	Nadir	Certaine
8680A02	930 – 945	Nadir	Certaine

Tableau 12 : Résumé des détections d'aurores après application des différents critères.

4.2.1. Profil d'intensité en fonction de l'altitude

Les observations au limbe sont les seules permettant d'obtenir une information concernant l'altitude des émissions. En effet, dans le mode nadir, la ligne de visée est orientée vers le centre de la planète et il est impossible de connaître l'altitude à laquelle l'émission détectée se produit. Dans le cas des observations au limbe, la ligne de visée définit un point tangent, le « *Mars nearest point* » (MNP). Comme chaque bin spatial possède sa propre ligne de visée, à chaque bin spatial est associé un MNP dont l'altitude évolue différemment au cours du temps. Il peut arriver que l'altitude du point tangent varie fortement d'un bin à l'autre pour un instant donné, tout comme il est possible qu'elle reste à peu près constante. La position de ce point tangent donne une information quant à la limite inférieure de l'altitude de l'émission : le MNP étant le point de la ligne de visée le plus proche de la planète, il s'agit par conséquent de celui qui a l'altitude la plus basse. Une manière d'obtenir l'information portant sur l'altitude de l'émission est de représenter l'intensité en fonction de l'altitude. L'intensité est intégrée entre 190 et 299 nm, incluant ainsi les bandes de Cameron et le doublet de CO_2^+ (comme dans le cas de l'intensité en fonction du temps).

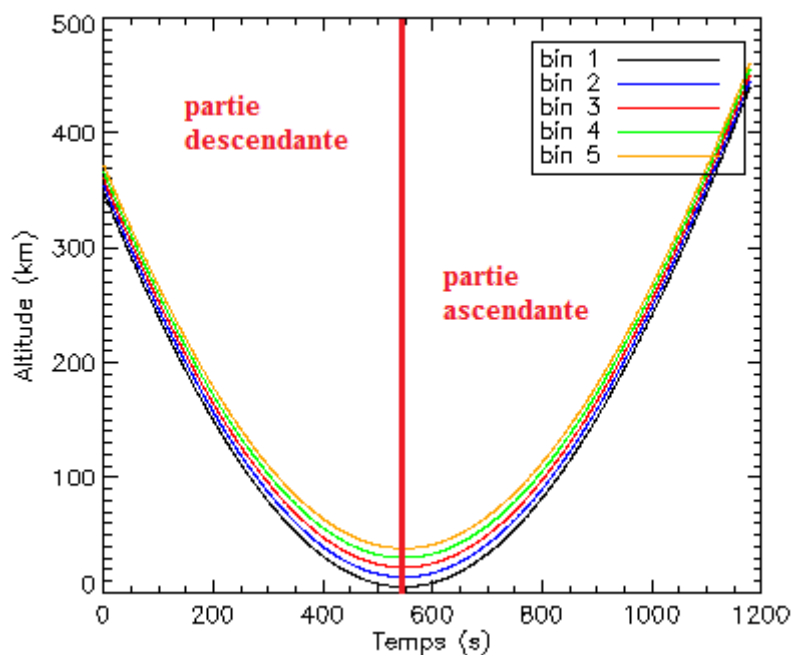


Figure 46 : Profil de l'altitude du point tangent en fonction du temps dans les cinq bins spatiaux pour l'observation 2800A02.

Une observation typique au limbe se divise en deux parties : l'une descendante et l'autre ascendante. Comme on peut le constater à la figure 46, au cours d'une observation, l'altitude du point tangent va diminuer dans un premier temps et atteindre un minimum : c'est la partie descendante. Dans un second temps, elle recommence à augmenter, ce qui correspond à la partie ascendante. A cause de cette géométrie de l'orbite, certaines altitudes seront associées à deux moments différents de l'observation. En trouvant le minimum d'altitude, il est possible de diviser

l'observation en ces deux composantes « *ingress* » et « *egress* », et de ne retenir que celle durant laquelle l'émission considérée a lieu. Pour les quelques observations dont nous disposons au limbe, le pic auroral a toujours lieu lors de la partie descendante de l'observation. Nous avons donc représenté l'altitude lors de la partie descendante de l'observation en fonction de l'intensité intégrée entre 190 et 299 nm. Un exemple est donné à la figure 47 pour l'orbite 2966. Dans ce cas, l'émission aurorale est localisée à une altitude minimale comprise entre 110 et 120 km.

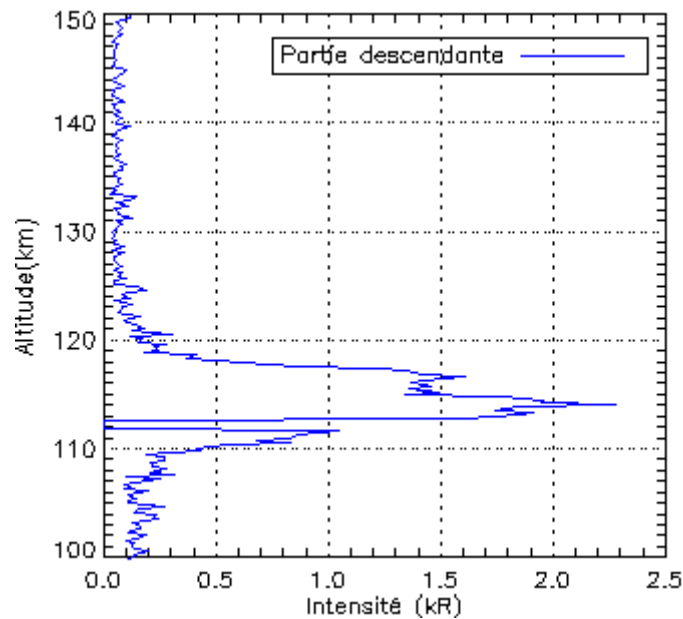


Figure 47 : Profil d'intensité de l'observation 2966A02 dans le bin 3. Le retour à zéro vers 112 km est dû à l'absence de données à cet instant.

Le tableau 13 reprend les valeurs de l'altitude du point tangent correspondant au moment auquel se produit l'émission aurorale maximale. Ces valeurs sont données pour les observations aurorales dont nous disposons au limbe et pour chacun des bins où l'aurore est observée. Elles s'étendent sur une gamme d'altitudes variant entre 15 et 160 km. Cette variation marquée ne nous permet pas de tirer de conclusion à propos de l'altitude minimale. Nous pensons cependant peu probable que ces émissions aient réellement lieu en dessous de 100 km, car il faudrait que les électrons excitant ces émissions aurorales soient extrêmement énergétiques pour pénétrer aussi bas dans l'atmosphère. Nous le montrerons dans le chapitre suivant, qui concerne la modélisation de ces émissions grâce à un modèle de Monte-Carlo.

	Altitude Bin 1	Altitude Bin 2	Altitude Bin 3	Altitude Bin 4	Altitude Bin 5
716A01	15,7 km	15,5 km	15,2 km	14,9 km	14,7 km
2800A02	38 km	47,5 km	54,5 km	62,9 km	68,2 km
2966A02	-	-	114 km	161,1 km	-

Tableau 13 : Altitude du point tangent correspondant au maximum du pic auroral observé dans chaque bin spatial.

4.2.2. Géométrie

Notre base de données s'étant élargie par rapport aux précédentes études réalisées par *Bertaux et al.* [2005] et *Leblanc et al.* [2008], notre intérêt s'est porté sur la morphologie des aurores : nous avons cherché à déterminer leur altitude et leur extension spatiale, afin d'établir si ces paramètres étaient constants d'un événement à l'autre. La connaissance de l'altitude moyenne des aurores pourrait permettre une comparaison avec les altitudes typiques des émissions de dayglow. Ces deux mécanismes, qui ont lieu dans des conditions différentes, présentent des spectres semblables et il semble intéressant de déterminer s'ils ont d'autres caractéristiques en commun. Par ailleurs, cette altitude peut être reliée à l'énergie des électrons excitant l'émission aurorale, comme nous le montrerons dans le chapitre suivant.

Etant donné la géométrie différente des deux modes d'observation, nous ne pouvons pas tirer les mêmes informations de l'un et de l'autre. Les observations aux limbes nous renseigneront, moyennant quelques hypothèses, sur l'altitude de la couche émettrice. Les observations au nadir nous permettront de définir l'extension horizontale des aurores dans la direction de déplacement du satellite, c'est-à-dire essentiellement en fonction de la latitude. Cependant, compte tenu du nombre réduit d'observations dont nous disposons au limbe, il est délicat de tirer des conclusions générales.

Limbes

Afin de déterminer l'altitude des aurores au limbe, nous nous sommes référés à la démarche de *Bertaux et al.* [2005]. Le point essentiel de ce raisonnement est d'établir le décalage temporel de l'événement auroral entre les bins adjacents. Le champ de vue de chaque bin possède une extension spatiale finie : il se peut que la ligne de visée de l'un des bins croise le volume émetteur tandis que celle du bin voisin passe juste à côté. De façon similaire, lorsque le satellite se déplace le long de son orbite, en fonction de l'orientation de l'aurore par rapport à la fente de SPICAM, les lignes de visée des bins ne vont pas toutes rencontrer le volume émetteur en même temps. Généralement, les lignes de visée vont rentrer dans ce volume l'une après l'autre, par numéro de bin croissant ou décroissant, et en ressortir dans le même ordre. Ce décalage des moments d'entrée et de sortie de la ligne de visée dans l'aurore se traduit par un décalage temporel du pic auroral dans les différents bins. Ce décalage peut être observé sur les graphiques représentant l'intensité en fonction du temps, cependant il est habituellement de quelques secondes et il est nécessaire de zoomer sur le pic auroral pour le distinguer.

La première étape consiste donc à délimiter précisément l'intervalle temporel durant lequel l'aurore se produit. Etant donné le décalage temporel entre les différents bins, les moments de début et de fin de l'aurore peuvent varier lorsque l'on passe de l'un à l'autre. Afin de déterminer ce délai entre les bins spatiaux et la durée précise de l'aurore dans chaque bin, nous avons ajusté le pic

auroral sur les graphiques de l'intensité calibrée en fonction du temps par une gaussienne. Pour cela, nous avons utilisé la fonction GAUSSFIT de IDL. Cette fonction réalise un ajustement par moindres carrés non-linéaires faisant intervenir 3 à 6 paramètres inconnus. Dans notre cas, nous avons fixé ce nombre de paramètres à 6. Il s'ensuit qu'un ensemble de données $\{x_i\}$ représentées par un vecteur x est ajusté par une fonction $f(x)$, combinaison linéaire d'une gaussienne et d'une fonction quadratique :

$$f(x) = A_0 e^{-\frac{1}{2} \left(\frac{x-A_1}{A_2} \right)^2} + A_3 + A_4 x + A_5 x^2$$

Le terme A_0 est la hauteur de la gaussienne, A_1 donne le centre de la gaussienne, A_2 l'écart-type, A_3 le terme constant, A_4 le terme linéaire et A_5 le terme quadratique. Si le nombre de paramètres avait été fixé à 5, le terme quadratique n'aurait pas été pris en compte, mais un polynôme du second degré offre plus de degrés de liberté et permet d'ajuster plus efficacement le continuum d'intensité sur lequel se superpose le pic auroral.

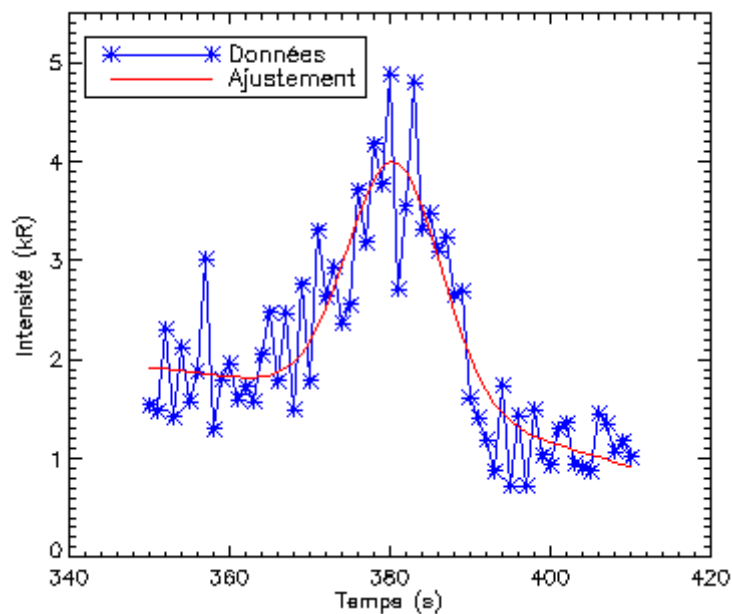


Figure 48 : Ajustement des données de l'orbite 2800 par une gaussienne. Les données correspondent au deuxième bin spatial et sont comprises entre 350 et 410 secondes.

Pour réaliser l'ajustement, nous avons sélectionné les données sur un intervalle temporel commençant quelques secondes avant le pic auroral et se finissant quelques secondes après. La longueur de cet intervalle a été fixée arbitrairement en fonction de la largeur du pic auroral et de la présence ou non d'augmentation d'intensité avant ou après celui-ci. Un exemple d'un tel ajustement est donné à la figure 48 pour l'orbite 2800. A la figure 49, l'ajustement a été effectué pour les cinq bins spatiaux et l'on remarque que le pic auroral se produit d'abord dans le bin 1, puis dans l'ordre croissant du numéro de bin. Le bin 1 est donc le premier dont la ligne de visée croise

l'émission aurorale tandis que la ligne de visée du bin 5 est la dernière à la rencontrer. Le même ordre est respecté lors de la sortie.

Notre premier souhait était de déterminer le temps écoulé entre la détection de l'aurore dans le premier et dans le dernier bin. Pour cela, *Bertaux et al.* [2005] avait considéré le temps qui s'écoulait entre le moment où l'émission aurorale cessait dans le premier bin et le moment où elle cessait dans le dernier bin. Cela peut également être déterminé à partir du commencement de l'émission aurorale. Pour notre part, nous avons préféré considérer le moment du maximum d'intensité. Cette information nous est directement fournie par la valeur du coefficient A_1 de la fonction $f(x)$, qui définit le centre de la gaussienne. Les valeurs obtenues pour les délais temporels entre le premier et le dernier bin à détecter l'aurore sont fournies au tableau 14 pour chacune des observations au limbe. Dans le cas de l'observation 2966A02, l'aurore n'est observée que dans deux bins. Le décalage est donc déterminé à partir de ces deux bins, mais cela amène une imprécision par rapport aux autres observations où le délai pouvait être déterminé grâce aux cinq bins.

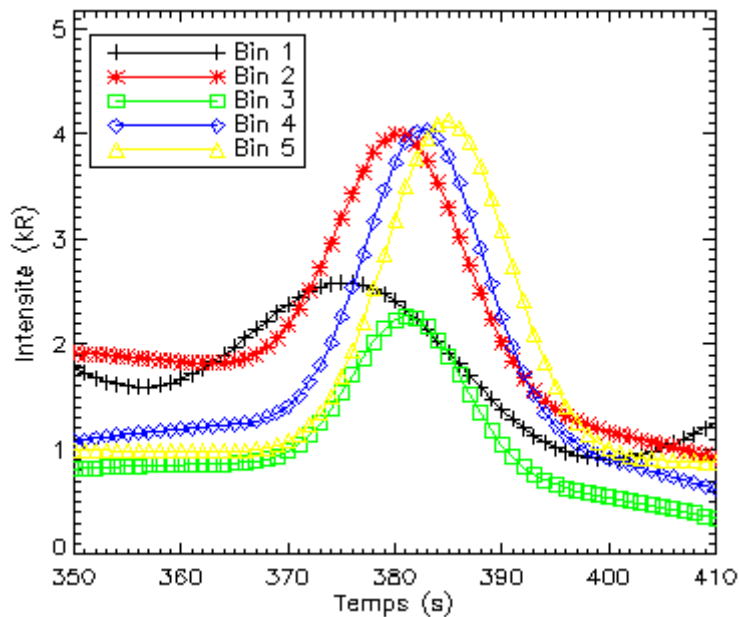


Figure 49 : Graphique de l'intensité calibrée en fonction du temps. Le pic auroral a été ajusté par une gaussienne pour chacun des bins spatiaux de l'observation 2800A02.

Il était également nécessaire d'évaluer la durée d'observation de l'aurore le plus précisément possible. Pour cela, nous avons cherché les moments de début et de fin de l'aurore dans chacun des bins. Cette durée pouvait varier d'une ou deux secondes d'un bin à l'autre, nous avons donc moyenné cette durée sur l'ensemble de bins. Cette valeur moyenne, fournie au tableau 14, est celle dont nous tiendrons compte.

Observation	Délai temporel (s)	Durée moyenne de l'aurore (s)
	t_{del}	Δt
716A01	2	8
2800A02	8,6	32
2966A02	2	40

Tableau 14 : Tableau récapitulatif donnant les délais temporels et les durées moyennes des aurores. Le délai temporel est défini comme la durée entre le maximum d'intensité du pic auroral dans le premier et dans le dernier bin où l'aurore est détectée.

Grâce aux informations relatives à la durée et au décalage d'un bin à l'autre de l'aurore, nous pouvons estimer l'altitude de l'aurore. Nous avons procédé de la manière suivante : les moments de début et de fin de l'aurore (respectivement t_i et t_f) définissent deux positions du satellite (respectivement P_i et P_f), dont nous connaissons les coordonnées sphériques ($z_{MEX}, \lambda, \varphi$). La variable λ correspond à la latitude du satellite, la variable φ à sa longitude et la variable z_{MEX} à l'altitude géocentrique. A partir de ces coordonnées, il est possible de calculer la distance a entre P_i et P_f . De plus, puisque l'on connaît le temps $\Delta t = t_f - t_i$ que met le satellite pour se déplacer entre ces deux points, nous pouvons calculer la vitesse moyenne :

$$v = a/\Delta t$$

Deux hypothèses non-triviales sont alors nécessaires : la première est de supposer que les champs de vue des bins ne se recouvrent pas les uns les autres. L'ouverture angulaire de chacun des bins est de $0,32^\circ$ (5,58 mrad). L'hypothèse que nous considérons repose sur la finesse de cet angle, il se peut cependant qu'un recouvrement existe à une distance de quelques centaines de kilomètres du satellite. La situation est schématisée à la figure 50.

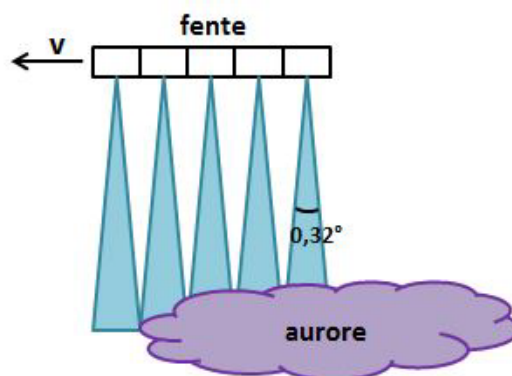


Figure 50 : Schéma du champ de vue des bins spatiaux au moment où le premier bin cesse de détecter l'aurore.

La seconde hypothèse est de supposer que le satellite se déplace selon un mouvement de rotation autour de l'aurore. Plaçons-nous à l'instant où le premier bin cesse de détecter l'aurore : à ce moment, le champ de vue des quatre autres bins contient toujours la structure aurorale. Il faudra

un temps égal au délai temporel t_{del} déterminé ci-dessus pour que le dernier bin cesse de la détecter. Grâce à la première hypothèse, nous pouvons déterminer le champ de vue total θ de ces quatre bins, qui est simplement calculé comme étant :

$$\theta = 4 \times 5,58 = 22,32 \text{ mrad}$$

Par la seconde hypothèse, nous avons supposé un mouvement de rotation à la vitesse angulaire ω . Connaissant l'angle du champ de vue et la durée pour parcourir cette angle, la vitesse angulaire est donnée par :

$$\omega = \theta/t_{del}$$

Une fois cette vitesse angulaire calculée, la distance d_{aur} entre le satellite et l'aurore peut être évaluée :

$$d_{aur} = v/\omega = \frac{a t_{del}}{\theta \Delta t}$$

Ensuite, en se référant au schéma de la figure 51 et en désignant la distance connue entre MEX et le MNP par m , nous calculons la distance entre l'aurore et le point tangent de la ligne de visée :

$$d_{MNP} = |m - d_{aur}|$$

Notons les barres de valeur absolue, dues au fait que l'émission peut se produire soit entre le satellite et le point tangent, soit au-delà du point tangent. Dans le second cas, nous aurons $m < d_{aur}$. Enfin, en appliquant le théorème de Pythagore, nous trouvons l'altitude de l'aurore h_{aur} :

$$(h_{aur} + R_M)^2 = z_{MNP}^2 + d_{MNP}^2$$

$$\Leftrightarrow h_{aur} = \sqrt{z_{MNP}^2 + d_{MNP}^2} - R_M$$

Pour l'observation 2966A02, le délai temporel et le champ de vue n'ont été déterminés que sur base des deux bins pour lesquels l'observation aurorale est disponible. Dans ce cas, le champ de vue total θ se limite au champ de vue d'un seul bin, c'est-à-dire à une valeur de 5,58 mrad. Les valeurs calculées sont reprises au tableau 15. De toute évidence, la valeur de l'altitude obtenue dans le cas de l'observation 2966A02 ne peut correspondre à l'altitude réelle de l'émission aurorale car elle nous amène hors de l'atmosphère de Mars, dans le milieu interplanétaire. Nous n'utiliserons pas cette valeur par la suite.

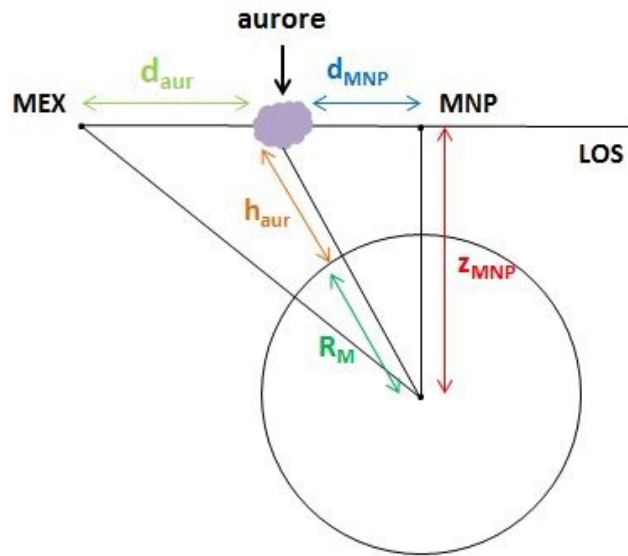


Figure 51 : Schéma de la géométrie d'une observation au limbe.

D'autre part, nous avons estimé que l'erreur sur la durée de l'aurore (Δt_{aur}) et sur le décalage temporel entre les bins (Δt_{del}) ne dépassait pas 0,5 s. Nous avons estimé la propagation d'une telle incertitude sur la distance entre MEX et l'aurore, et sur l'altitude de l'aurore. L'erreur sur la distance entre MEX et l'aurore est désignée par Δd et l'erreur sur l'altitude de l'aurore par Δh_{aur} . Elles sont évaluées à partir des formules suivantes :

$$\Delta d = \frac{a t_{del}}{\theta(\Delta t)^2} \Delta t_{aur} + \frac{a}{\theta \Delta t} \Delta t_{del}$$

$$\Delta h_{aur} = \frac{d_{MNP}}{\sqrt{z_{MNP}^2 + d_{MNP}^2}} \Delta d$$

Ces estimations sont fournies au tableau 15. Elles ont été calculées pour des incertitudes $\Delta t_{del} = \Delta t_{aur} = 0,5$ s. Nous concluons qu'il est peu probable qu'une erreur sur le temps mène à la valeur erronée de l'altitude pour l'observation 2966A02.

Observation	Distance MEX – aurore (km) d_{aur}	Δd (km)	Altitude aurore (km) h_{aur}	Δh_{aur} (km)
716A01	386	120	141	32
2800A02	1633	120	76	9
2966A02	811	213	4443	204

Tableau 15 : Résumé pour chaque observation de la distance estimée entre le satellite et l'aurore et de l'altitude estimée de l'aurore.

Nadir

Afin d'extraire une information grâce à la géométrie des observations au nadir, nous avons dû estimer l'altitude à laquelle se produisent les aurores. Pour cela, nous avons fait une moyenne des altitudes estimées à partir de la géométrie des observations au limbe. La valeur moyenne de l'altitude vaut :

$$\bar{h}_{aur} = 108,5 \pm 32,5 \text{ km}$$

Nous ne disposons que de deux mesures dont les valeurs variaient de plusieurs dizaines de kilomètres. Notre échantillon était trop réduit pour obtenir une moyenne fiable, ce qui entachera notre raisonnement d'une erreur. Cela nous permet toutefois d'évaluer approximativement la dimension des régions aurorales.

De façon similaire au limbe, commençons par considérer que sur la durée de l'aurore $\Delta t = t_f - t_i$, le satellite se déplace du point P_i au point P_f . Nous pouvons calculer la distance d_1 entre ces deux points à partir de leurs coordonnées (figure 52). De plus, nous connaissons les coordonnées radiales géocentriques r_i et r_f de ces deux points. A partir des formules de trigonométrie dans un triangle quelconque, il est possible de trouver l'angle γ :

$$d_1^2 = r_1^2 + r_2^2 - 2r_1r_2 \cos \gamma$$
$$\Leftrightarrow \gamma = \arccos\left(\frac{r_1^2 + r_2^2 - d_1^2}{2r_1r_2}\right)$$

Nous trouvons de faibles valeurs pour cet angle. Un fois l'angle γ calculé, nous faisons intervenir l'altitude moyenne des aurores. Pour obtenir la coordonnée radiale r_{aur} à partir du centre de Mars, il suffit d'y ajouter le rayon martien, soit 3389,5 km. Il est raisonnable de penser que l'émission aurorale a lieu à une altitude constante dans l'espace et dans le temps. Grâce à cette hypothèse, nous pouvons finalement évaluer l'extension horizontale de l'aurore comme étant la longueur de l'arc de cercle d'angle γ et de rayon r_{aur} . L'angle γ étant petit, cet arc de cercle est linéaire en première approximation :

$$x_2 = r_{aur}\gamma$$

Afin d'affiner notre estimation, soustrayons la taille apparente de la fente de SPICAM au niveau de l'aurore. Pour ce faire, projetons la largeur de la fente à hauteur de l'aurore : il suffit pour cela de déterminer la longueur de l'arc de cercle de rayon $(r_i - r_{aur})$ et dont l'angle est celui de l'ouverture angulaire d'un pixel (θ), c'est-à-dire 5,58 mrad. La largeur projetée de la fente est appelée L :

$$L = (r_i - r_{aur}) \theta$$

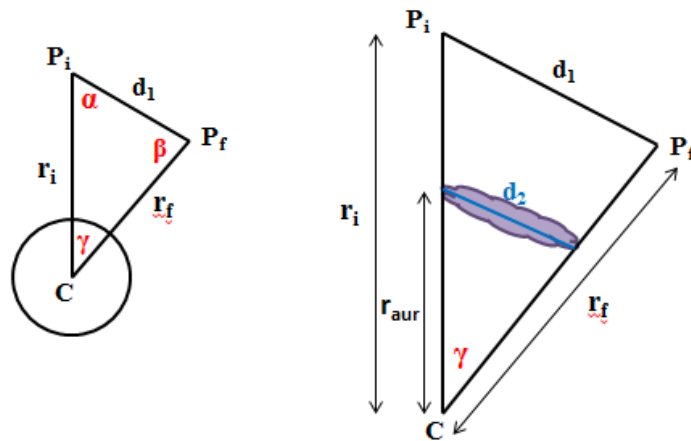


Figure 52 : Schéma d'une observation au nadir.

La taille de cette projection dépend de l'orientation de la fente par rapport à la direction selon laquelle se déplace le satellite. En effet, l'extension horizontale de l'aurore a été déterminée selon la direction de déplacement de MEX, nous voulons donc la projection de la fente suivant cette même direction. De manière générale, si la largeur de la fente forme un angle φ par rapport à la trajectoire du satellite, la projection de la largeur de la fente à l'altitude de l'aurore devra être divisée par un facteur $\cos \varphi$ (figure 53).

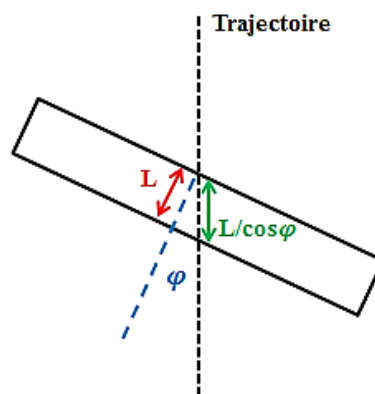


Figure 53 : Schéma de l'orientation de la fente projetée par rapport à la trajectoire du satellite.

Dans le cas où la longueur de la fente est orientée perpendiculairement par rapport à la trajectoire du satellite, cet angle φ vaut 0° et la taille apparente de la fente est minimale. Le pointage au nadir de SPICAM ne requiert pas une orientation spécifique de la fente mais l'orientation perpendiculaire à la trajectoire du satellite est privilégiée si les contraintes telles que l'illumination des panneaux solaires ou la position par rapport au Soleil le permettent. Nous ne connaissons cette information que pour le temps médian de l'observation. Cependant, une fois l'attitude de SPICAM fixée, l'angle de la fente varie seulement de quelques degrés au cours de l'observation. Pour toutes nos observations, à l'exception de l'orbite 591, la valeur de l'angle φ au temps médian était comprise entre $0,3^\circ$ et $8,27^\circ$, donc proche de 0° . Cet écart de quelques degrés

par rapport à zéro n'engendre qu'une faible variation de $\cos \varphi$ (moins de 2%), la fente peut donc être considérée comme perpendiculaire dans le cas de ce calcul. Dans le cas de l'orbite 591, la valeur de φ était de $34,5^\circ$ au temps médian de l'observation. Nous tenons compte de cette valeur dans notre correction. Les extensions horizontales corrigées de la taille apparente de la fente sont fournies au tableau 16.

Sachant que notre estimation de l'altitude de l'aurore était entachée d'une erreur importante, il semblait pertinent d'évaluer la manière dont cette erreur se répercutait sur notre estimation de l'extension horizontale des aurores au nadir. L'erreur sur l'altitude moyenne est la même que l'erreur sur l'altitude géocentrique. Elle est donnée par $\Delta r_{aur} = 32,5$ km. Dès lors, l'erreur sur l'altitude moyenne se propage sur l'extension horizontale x_2 suivant la relation :

$$\Delta x_2 = \gamma \Delta r_{aur}$$

La valeur maximale obtenue pour l'angle γ est de 31 mrad, ce qui nous donne une erreur maximale de 1 km. Cette valeur est inférieure à la correction de la largeur de la fente projetée. Il apparait donc que l'erreur sur l'altitude influence peu nos résultats concernant l'extension horizontale des aurores. On notera dès à présent les valeurs très faibles de l'extension géométrique des précipitations aurorales.

Observation	Intervalle temporel (s)	Extension horizontale (km)	Taille apparente de la fente (km) $L/\cos \varphi$	Extension horizontale corrigée (km)
591A02	170 – 180	32,96	3,83	29,13
591A02	260 – 275	51,90	3,17	48,73
2515A01	730 – 740	28,73	4,69	24,04
2515A01	947 – 955	26,29	3,27	23,02
2621A01	535 – 543	56,17	2,50	53,67
2698A01	1005 – 1015	39,78	1,11	38,67
2705A01	825 – 840	57,42	1,53	55,89
2705A01	860 – 873	50,69	1,43	49,26
2705A01	1000 – 1010	40,36	1,12	39,26
5796A01	1100 – 1120	50,69	15,56	35,53
5796A01	850 – 890	100,73	17,12	83,61
6012A01	1205 – 1215	26,87	5,83	21,04
8136A01	700 – 730	108,05	2,29	105,76
8680A02	930 – 945	52,75	2,56	50,18

Tableau 16 : Extension horizontale des aurores pour les observations au nadir. L'extension horizontale est corrigée de la taille apparente de la fente au niveau de l'aurore.

Afin d'analyser l'homogénéité de ces dimensions, un histogramme est présenté à la figure 54. Nous remarquons immédiatement que les plupart des zones aurorales ont des dimensions latitudinales inférieures à 60 km. Seules deux détections présentent des dimensions supérieures. En dehors de cette limite de taille, il ne semble pas y exister une dimension typique préférentielle.

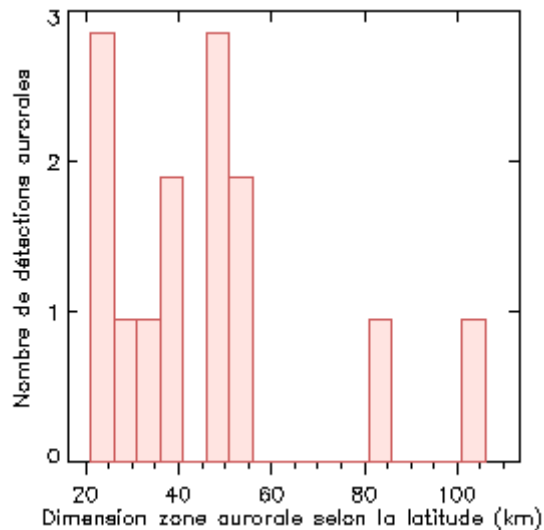


Figure 54 : Histogramme de la dimension latitudinale des zones aurorales pour les détections au nadir. La largeur adoptée pour les barres de l'histogramme est de 5 km.

4.2.3. Localisation

La topologie du champ magnétique est un élément clé des mécanismes auroraux. Sur Terre, les aurores se produisent principalement au niveau de l'ovale auroral qui détermine la frontière entre lignes de champ ouvertes et fermées. Afin d'examiner si les aurores martiennes se produisent dans des conditions identiques, il est essentiel de situer l'aurore et de comparer cette localisation au champ magnétique rémanent. Nous verrons alors si le phénomène auroral se produit ou non à l'endroit attendu. Les observations au limbe ne permettent pas une localisation précise de l'aurore, nous leur avons donc préféré les observations au nadir pour la détermination de la localisation.

Nadir

Pour les observations au nadir, la ligne de visée pointe directement vers le centre de la planète. Son intersection avec la surface définit le point de percée dont les coordonnées latitude - longitude et leur évolution au cours du temps sont disponibles dans le fichier de données fourni avec les tempo-images. Notre but était de localiser les aurores par rapport au champ magnétique martien et nous avons considéré pour cela toutes les aurores détectées au nadir. Etant donné le pointage radial de la ligne de visée par rapport à la surface de la planète, les coordonnées du point de percée au moment de l'aurore correspondent aux coordonnées de l'aurore.

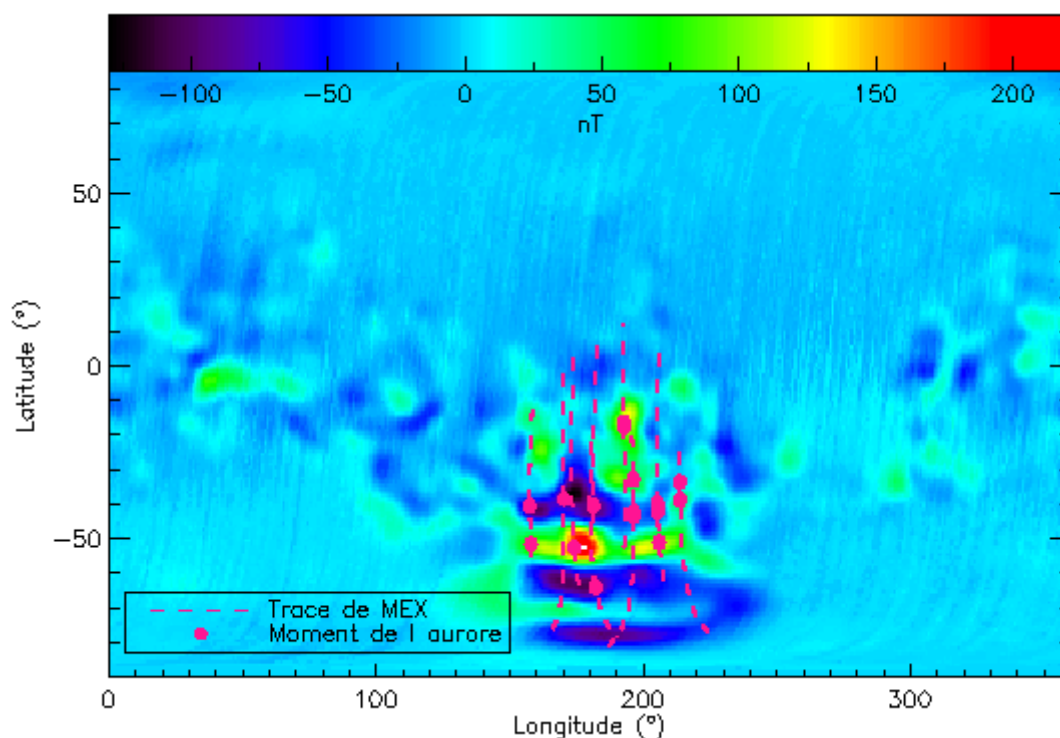


Figure 55 : Carte du champ magnétique radial de Mars. Les traits pointillés représentent la trace du satellite durant les observations présentant des phénomènes auroraux et les points désignent l'endroit où l'aurore se produit.

A la figure 55, nous avons représenté une carte du champ magnétique radial de Mars. Pour chaque aurore détectée au nadir, nous y avons superposé en trait pointillé la trace correspondant au déplacement du point de percée au cours de l'observation. Cette trace correspond au déplacement du satellite. Nous avons désigné l'endroit où l'aurore a lieu par un cercle. Le champ magnétique radial montre une région dans l'hémisphère sud, entre 140° et 250° de longitude², où les anomalies de champ magnétique sont très intenses. C'est dans cette région que se situent toutes nos détections d'aurores au nadir.

Suivant une démarche identique, nous avons cette fois localisé les détections aurorales sur une carte donnant la probabilité de mesurer des lignes de champ fermées, calculée par *Brain et al.* [2007]. En utilisant plus de 7 années de données de MGS, *Brain et al.* [2007] ont classés plus de 63 millions de distributions d'angle d'attaque d'électrons de 115 eV à 400 km selon leur forme. Ce classement a permis de contraindre la topologie du champ magnétique. Les lignes de champ fermées ont été associées aux régions où aucun flux d'électrons n'a été détecté (région vide de plasma) ou à celles présentant un cône de perte à deux côtés (« *two-sided loss cone* »). La carte est divisée en pixels de 1° × 1° qui reprennent les observations de MGS à cet endroit. Pour chaque pixel, c'est le pourcentage d'observations pour lesquelles on observe une topologie fermée qui est

² La longitude est comptée de 0 à 360°.

représentée. Les pixels associés à moins de 10 observations n'ont pas été considérés et sont représentés en blanc. Cette carte est représentée à la figure 57.

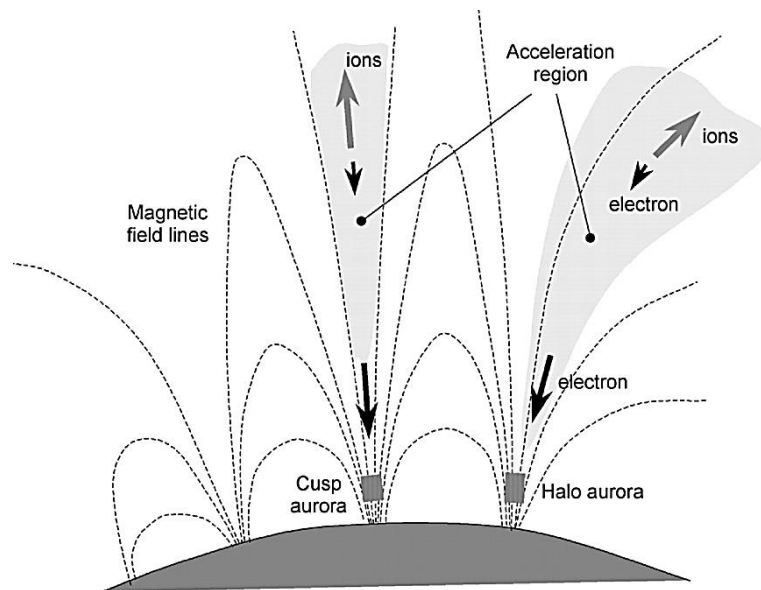


Figure 56 : Diagramme d'accélération du plasma au-dessus des anomalies magnétiques de Mars. Les régions de " « cusp » sont attendues entre les anomalies adjacentes tandis que les régions « cleft » sont attendues à la frontière entourant la région de magnétisation intense (« halo aurora ») [Lundin et al., 2006].

Notre première remarque est qu'il existe une région composée de zones où la probabilité d'observer une ligne de champ fermée est grande. Cette région se trouve être située au même endroit que le champ magnétique radiale intense. Ces zones possédant une probabilité élevée d'être sur une ligne de champ fermée sont entrecoupées de bandes de plus faible probabilité. Nous appelons ces régions des minima locaux. Il s'avère que les points représentant les positions des aurores se situent dans ces zones de minimum de local. Dans ces endroits, le champ magnétique rémanent possède une structure de type « cusp », dont la forme est semblable à celle des cornets polaires du champ magnétique terrestre. Cette situation est schématisée à la figure 56. Comme le suggère Bertaux et al. [2005], des structures de ce type pourraient permettre de concentrer le flux d'électrons dans une région réduite de l'atmosphère et créer des émissions aurorales locales. Les processus d'accélération des électrons y seraient également plus efficaces. De plus, selon Lundin et al. [2006], les distributions d'énergie des électrons de type auroral sont principalement observées dans de telles régions frontières entre lignes de champ fermées et ouvertes. La probabilité d'observer une aurore est donc plus grande lorsque MEX croise ces frontières. Rappelons-nous que pour les observations au nadir, il arrive de détecter plusieurs aurores sur une seule orbite. Cela s'explique par le fait que, le long de cette orbite, la ligne de visée traverse plusieurs zones à la limite entre lignes de champ ouvertes et fermées.

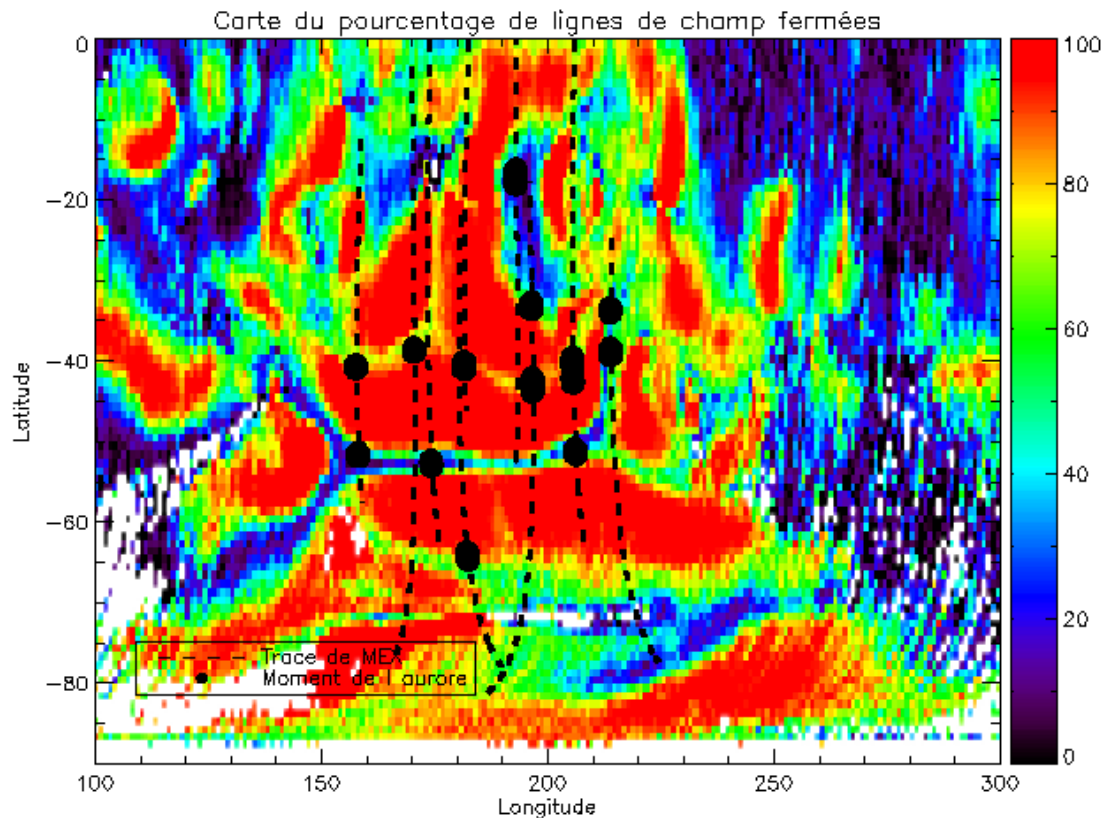


Figure 57 : Carte donnant le pourcentage de lignes de champ magnétique fermées à 400 km d'altitude [Brain *et al.*, 2007]. L'échelle de couleur est donnée en pourcentage (%). Les traits pointillés représentent la trace du satellite durant les observations présentant des détections aurorales et les points désignent l'endroit où l'aurore est observée par SPICAM.

Non-détections

Les détections aurorales dont nous disposons montrent une cohérence spatiale vis-à-vis de la topologie du champ magnétique. Cependant, il est important de se poser la question : toutes les observations effectuées dans cette zone de champ magnétique radial intense montrent-elles des aurores ou ne s'agit-il que de quelques cas particuliers ? Dans ce cas, quelle est la proportion d'observations où des aurores sont observées ? Afin de répondre à ces questions, nous nous sommes demandé dans quelles conditions nous nous attendions à observer une aurore. La première était que l'observation se passe durant la nuit martienne, c'est-à-dire sur la face nocturne de la planète. Cette condition se traduit par un temps solaire local plus grand que 18h ou plus petit que 6h. La seconde condition que nous avons posée est de correspondre à un champ magnétique radial intense. Effectivement, toutes nos détections ont vérifié cette condition. La zone de champ magnétique intense s'étend d'environ 140° à 250° de longitude et de -80° à 0° de latitude. Si la ligne de visée traverse cette zone durant une portion de l'observation, celle-ci pourrait éventuellement donner lieu à un phénomène auroral. Ce critère peut facilement être traduit dans le cas des observations en mode nadir car les coordonnées de la ligne de visée correspondent à celle du point de percée.

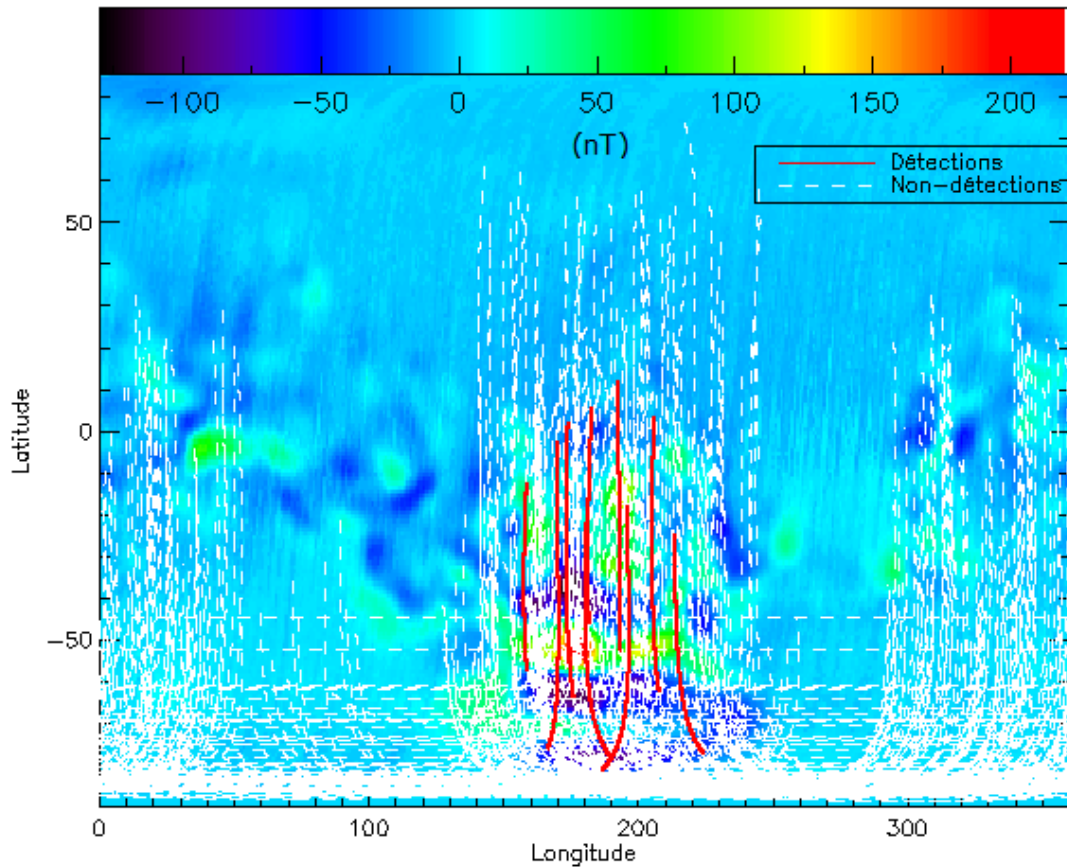


Figure 58 : Carte du champ magnétique radial. En trait pointillé blanc : trace des observations où une aurore aurait pu se produire. En trait rouge : trace des observations où des aurores se sont effectivement produites.

Les traces des observations vérifiant ces deux conditions sont représentées à la figure 58 en trait pointillé blanc. Elles sont au nombre de 368. En rouge, nous avons représenté les traces des observations où l'on a détecté des aurores. Au nadir, notre base de données contient 14 aurores, dont certaines ont lieu lors de la même observation. Cela amène à un total de 8 orbites à considérer. Il est bien évident que, selon les critères que nous avons posés, toutes les observations qui ont lieu dans des conditions propices ne donnent pas lieu à une aurore. On calcule aisément qu'à peine plus de 2% correspondent à une détection aurorale. Les critères que nous avons posés sont peut-être erronés ou incomplets. Il se peut que, plutôt que d'être contrôlée par l'intensité du champ magnétique radiale, l'apparition des phénomènes auroraux soit régie par sa topologie instantanée fermée/ouverte faisant suite à une reconnexion avec le champ magnétique interplanétaire. Ils peuvent également être dépendants de l'activité solaire.

4.2.4. Intensité des émissions

La dernière phase de notre analyse des aurores martiennes était de quantifier leur intensité. Dans ce but, nous avons procédé en deux étapes : la première était d'évaluer l'augmentation

d'intensité totale, sans distinction de la longueur d'onde. La seconde consistait à estimer les intensités des émissions aurorales principales, les bandes de Cameron du CO et le doublet de CO_2^+ .

L'augmentation totale d'intensité est mesurée à partir de l'augmentation d'intensité du pic auroral par rapport au continuum. Considérons l'intensité calibrée et intégrée entre 190 et 299 nm en fonction du temps : de manière identique à la procédure appliquée pour déterminer le décalage temporel du pic auroral entre les différents bins spatiaux, le pic auroral est ajusté par une gaussienne. Le maximum de cette gaussienne nous indique le moment d'intensité maximale de l'aurore. En ce point, l'intensité est portée par deux contributions : l'une est d'origine aurorale et l'autre provient du continuum d'intensité, qui est le fond d'émission sur lequel se superpose l'aurore. Il peut, par exemple, être dû à des émissions de nightglow. Afin d'obtenir uniquement la contribution aurorale à la valeur de l'intensité, il faut soustraire la valeur du continuum au moment considéré. Comme indiqué précédemment, la fonction par laquelle nous ajustons le pic auroral est la somme d'une fonction quadratique et d'une fonction gaussienne. La fonction gaussienne ajuste le pic auroral, tandis que la fonction quadratique rend compte du fond continu. Il suffit donc de soustraire la valeur de la fonction quadratique au moment du maximum d'intensité. Pour les observations au limbe, cette démarche a été appliquée à chacun des cinq bins, puis nous avons calculé la valeur moyenne de l'augmentation d'intensité. Nous avons également effectué la moyenne pour les observations au nadir, mais nous n'avons tenu compte que des bins correspondant à la fente large. Le tableau 17 présente ces résultats. L'observation 716A01 est celle qui montre l'augmentation d'intensité la plus importante. De manière générale, les augmentations d'intensité au limbe sont plus importantes qu'au nadir, à l'exception de l'orbite 6012. Rappelons que les émissions au nadir sont environ dix fois moins intenses que celles au limbe. Il est donc logique d'y trouver des intensités plus faibles.

La valeur de l'intensité totale, sans discrimination de la longueur d'onde, fournit une information assez pauvre à propos de l'intensité de l'émission aurorale. C'est la raison pour laquelle nous avons choisi de nous intéresser aux deux émissions aurorales principales : les bandes de Cameron du CO et le doublet de CO_2^+ . Afin d'évaluer les intensités de ces émissions pour une observation donnée, nous avons sommé les spectres associés au pic auroral et nous avons normalisé cette somme par le nombre de spectres, comme pour l'analyse spectrale de la section 4.1.2.3 . Cela nous donnait le spectre auroral. Pour se départir des émissions éventuelles de nightglow, nous avons sommé les spectres sur une durée identique commençant dix secondes après la fin de l'aurore (ou finissant dix secondes avant le début de l'aurore, en fonction des contraintes des observations), nous avons normalisé cette somme par le nombre de spectres considérés et nous avons soustrait le résultat à notre spectre auroral. Nous désignons le spectre obtenu suite à cette soustraction comme étant le spectre « *sans NO* ». Par exemple, dans le cas de l'observation 2698A01, nous avons sommé les dix spectres compris entre 1005 et 1015 secondes et nous avons

divisé l'ensemble par ce nombre de dix spectres. Le spectre à soustraire provient de la somme de spectres entre 1025 et 1035 secondes, que l'on a également normalisé en divisant par dix.

Observation	Intervalle temporel (s)	Limbe/Nadir	Intensité du pic auroral (R)
591A02	170 – 180	Nadir	289 ± 7
591A02	260 – 275	Nadir	686 ± 84
716A01	532 – 540	Limbe	5633 ± 482
2515A01	730 – 740	Nadir	527 ± 77
2515A01	947 – 955	Nadir	2114 ± 321
2621A01	535 – 543	Nadir	920 ± 105
2698A01	1005 – 1015	Nadir	363 ± 32
2705A01	825 – 840	Nadir	639 ± 69
2705A01	860 – 873	Nadir	1416 ± 172
2705A01	1000 – 1010	Nadir	858 ± 108
2800A02	370 – 395	Limbe	2324 ± 341
2966A02	800 – 840	Limbe	1263 ± 526
5796A01	850 – 890	Nadir	1017 ± 142
5796A01	1100 – 1120	Nadir	604 ± 148
6012A01	1205 – 1215	Nadir	2223 ± 271
8136A01	700 – 730	Nadir	929 ± 116
8680A02	930 – 945	Nadir	1045 ± 64

Tableau 17 : Intensité moyenne du pic auroral. Pour les observations au limbe, la moyenne est calculée à partir des valeurs en fente large et en fente étroite. Pour les observations au nadir, la moyenne est calculée à partir des intensités en fente large (bins 3, 4 et 5). Les valeurs de l'intensité sont données en Rayleighs (R).

L'intensité des bandes de Cameron du CO est mesurée en intégrant l'intensité du spectre sans NO entre 190 et 270 nm, domaine de longueur d'onde associé aux bandes de Cameron. L'émission du doublet de CO_2^+ est évaluée en intégrant ce même spectre entre 287 et 291 nm. En effet, cette émission est située autour de 289 nm, mais il ne s'agit pas d'une émission ponctuelle à cette longueur d'onde exacte. Par ailleurs, la résolution de SPICAM est, au mieux, de 1,5 nm. Nous ne pouvions donc pas nous contenter de mesurer l'intensité à 289 nm, car elle pourrait être répartie sur les longueurs d'onde voisines.

Les valeurs des intensités mesurées sont présentées au tableau 18 pour les observations au limbe et au tableau 19 pour les observations au nadir. Elles ont été déduites à partir des moyennes dans les différents bins. Dans le cas des observations au limbe, deux valeurs sont fournies pour chacune des émissions : la première correspond à une moyenne des émissions dans les deux bins associés à la fente étroite et la seconde à une à moyenne des émissions dans les trois bins associés à la fente large. Dans le cas des observations au nadir, seuls les bins correspondant à la fente large ont été considérés. L'émission du CO_2^+ s'est avérée être extrêmement faible pour certains bins. A

cause de cela, nous avons décidé d'exclure les émissions dont l'intensité était inférieure à 5R, car elles risquaient de fausser la moyenne. De la même façon, nous ne considérons que les émissions qui sont détectées dans au moins deux bins.

Observation	Intervalle temporel (s)	Emission des bandes de	Emission du doublet de
		Cameron (R)	CO ₂ ⁺ (R)
716A01	532 – 540	2208 ± 93	109 ± 13
		1543 ± 151	60 ± 8
2800A02	370 – 395	1137 ± 249	58 ± 19
		1374 ± 220	58 ± 17
2966A02	800 – 840	-	-
		607 ± 280	-

Tableau 18: Intensité des émissions des bandes de Cameron et du doublet CO₂⁺ pour les observations au limbe. Pour chaque observation, la première ligne donne la moyenne des intensités des spectres des bins 1 et 2 correspondant à la fente étroite. La deuxième ligne fournit la moyenne des intensités dans les bins 3, 4 et 5 correspondant à la fente large.

A la vue de ces valeurs, nous notons effectivement des émissions d'un ordre de grandeur dix fois plus petit au nadir qu'au limbe. Notre seconde remarque concerne la faiblesse de l'émission de CO₂⁺ au nadir : dans la plupart des cas, cette émission n'est quasiment pas détectable. Les valeurs calculées pour les bandes de Cameron peuvent varier d'un facteur dix d'une observation à l'autre. A part le cas de l'observation 2800A02 au limbe, nos estimations de l'intensité des bandes de Cameron pour les événements auroraux déjà répertoriés sont assez semblables à celles de *Leblanc et al.* [2008], avec cependant valeurs systématiquement plus importantes de quelques dizaines de Rayleighs. Pour le doublet CO₂⁺, nos estimations ne concordent pas.

Bien que les valeurs des intensités ne soient pas fournies en détail, précisons que nous avons remarqué que, de manière générale, les valeurs de l'intensité calibrée étaient plus importantes lorsque les observations étaient réalisées en fente étroite que lorsqu'elles étaient effectuées en fente large. Afin d'expliquer ce phénomène récurrent, rappelons-nous que la calibration de l'intensité d'ADUs en Rayleighs fait intervenir l'angle solide Ω calculé selon la formule :

$$\Omega = \frac{l_{pixel} l_{fente} n}{f}$$

où l_{pixel} est la taille d'un pixel, l_{fente} est la largeur de la fente, n est le nombre de lignes du CCD sur lequel on somme les spectres et f est la focale de l'instrument. Cette manière de calibrer suppose que l'émission aurorale remplit toute la largeur de la fente et donc la totalité de l'angle solide considéré. Néanmoins, nous avons montré que les volumes d'émission aurorale étaient des régions localisées de taille finie et il nous est apparu que leurs dimensions étaient réduites. Il est donc possible que cette hypothèse ne soit pas vérifiée et que l'émission détectée ne remplisse en

réalité qu'une portion de l'angle solide, en particulier lors de l'utilisation de la fente large. L'intensité en Rayleighs est donnée par la relation :

$$I(R/nm) = \frac{10^6 4\pi N_{ADU}}{G_{total} S_{eff} \Omega d\lambda dt}$$

On remarque directement que si l'angle solide réel est plus petit que celui que nous calculons, alors l'intensité est plus grande que notre estimation. Ainsi, les valeurs d'intensité fournies aux tableaux 18 et 19 ne constituent que de bornes inférieures à la valeur réelle de l'intensité. Les émissions mesurées grâce à la fente large emplissent vraisemblablement une portion plus faible de la largeur de la fente que dans le cas de la fente étroite. Cela mène à une évaluation de l'intensité automatiquement plus petite en fente large qu'en fente étroite, alors que l'intensité de la source doit être semblable dans les deux cas. Qui plus est, nous n'avons estimé que les intensités correspondant à la fente large dans le cas des observations au nadir. Il s'agit d'un premier facteur pouvant expliquer la variabilité des émissions dans les bandes de Cameron.

Observation	Intervalle temporel (s)	Emission des bandes de	Emission du doublet de
		Cameron (R)	CO ₂ ⁺ (R)
591A02	170 – 180	68 ± 14	7 ± 1
591A02	260 – 275	273 ± 27	13 ± 2
2515A01	730 – 740	222 ± 30	9 ± 2
2515A01	947 – 955	851 ± 103	32 ± 8
2621A01	535 – 543	351 ± 34	15 ± 5
2698A01	1005 – 1015	163 ± 14	9 ± 3
2705A01	825 – 840	177 ± 21	-
2705A01	860 – 873	773 ± 71	46 ± 7
2705A01	1000 – 1010	281 ± 38	9 ± 3
5796A01	1100 – 1120	250 ± 61	11,3 ± 0,6
5796A01	850 – 890	208 ± 18	-
6012A01	1205 – 1215	952 ± 140	39 ± 5
8136A01	700 – 730	281 ± 31	-
8680A02	930 – 945	410 ± 64	-

Tableau 19 : Intensité des émissions des bandes de Cameron et du doublet CO₂⁺ pour les observations au nadir. Les intensités fournies sont la moyenne des intensités des spectres des bins 3, 4 et 5 correspondant à la fente large.

Bien que nous n'ayons pas exploré cette piste, un second facteur pourrait être le flux d'énergie incident. De manière intuitive, nous comprenons que plus le flux de particules excitant l'atmosphère est important, plus l'émission devrait être intense. Cependant, dans son étude comparative entre mesures *in situ* et émissions aurorales, *Leblanc et al.* [2008] ne trouvent pas de

relation évidente entre flux d'énergie incident et l'intensité des émissions du CO Cameron et du doublet de CO_2^+ . Ils expliquent cela par le changement d'altitude du satellite, ou par le fait que ce soit les électrons secondaires qui sont en grande majorité à l'origine de ces émissions. La production de ces électrons secondaires dépend de la distribution d'énergie des électrons primaires. De ce fait, si la distribution d'énergie diffère d'une observation à l'autre, les intensités des émissions seront hétérogènes. En outre, le transport des électrons est contraint par la configuration du champ magnétique, qui dépend de la localisation de l'émission.

Chapitre 5

Simulations numériques

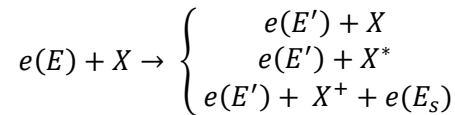
Considérons un ensemble d'électrons excitant l'atmosphère martienne : l'altitude de l'émission dépendra de leur énergie, et son intensité du flux d'énergie incident et de la distribution d'angle d'attaque. Grâce à des modèles numériques, il est possible de calculer le dépôt d'énergie de ces électrons en y intégrant les différents processus physiques pouvant jouer un rôle. Dans ce chapitre, nous décrivons les résultats des simulations effectuées afin de déduire les caractéristiques de la précipitation aurorale à partir des altitudes estimées au limbe et des intensités observées au nadir dans le cas des émissions aurorales.

5.1. Modèle de Monte Carlo du dayglow martien

Dans le but de reproduire les profils d'intensité observés au limbe et les intensités mesurées au nadir, nous avons réalisé des simulations à partir du modèle numérique décrit par *Shematovich et al.* [2008]. A l'origine, ce modèle permettait de décrire les émissions de dayglow sur Vénus, mais il a été adapté par la suite aux émissions de dayglow sur Mars. Il s'agit d'un modèle du transport d'électrons dans l'atmosphère utilisant la méthode de Simulation Directe de Monte-Carlo. Etant donné la signature spectrale identique dans le cas du dayglow et dans le cas des aurores martiennes, les mêmes mécanismes doivent initier ces émissions, avec comme seule différence la source d'énergie. Ce modèle décrivant le dayglow martien doit donc pouvoir reproduire les émissions typiques des aurores.

5.1.1. Processus photochimiques

Dans l'atmosphère éclairée de Mars, la principale source de photoélectrons est la photo-ionisation des principaux constituants atmosphériques (CO_2 , CO , N_2 , O) par le rayonnement ultraviolet lointain et les rayons X du Soleil. Dans le cas de l'aurore nocturne, ces électrons proviennent du vent solaire. Une fois formés, ces électrons perdent leur énergie par collisions de type élastiques, inélastiques et ionisantes avec les particules de gaz atmosphérique. Si X désigne le constituant atmosphérique cible :



E et E' sont respectivement les énergies cinétiques de l'électron incident avant et après collision, et E_s est l'énergie de l'électron secondaire produit lors de l'ionisation. Notons que $E' < E$. Les états excités considérés pour les principaux constituants de l'atmosphère martienne ainsi que les sections efficaces utilisées sont décrits par *Shematovich et al.* [2008]. Lors des collisions provoquant l'ionisation de la molécule, des électrons secondaires sont créés et peuvent à leur tour collisionner avec le gaz de l'atmosphère. Un angle d'attaque et une énergie aléatoires leurs sont attribués en utilisant la formule de *Green and Sawada* [1972] sous forme intégrale. Pour les collisions élastiques, le nouvel angle d'attaque de l'électron est défini à partir des expressions de *Porter and Jump* [1978] et *Porter et al.* [1987] pour la diffusion angulaire des électrons. Enfin, l'approximation de diffusion vers l'avant est utilisée pour le cas des collisions inélastiques.

5.1.2. Equation cinétique

Le transport et la dégradation d'énergie par collision des électrons primaires et secondaires sont décrits par l'équation cinétique de Boltzmann. Celle-ci est donnée par l'expression suivante [*Shematovich et al.*, 2008] :

$$\vec{v} \frac{\partial}{\partial \vec{r}} f_e + \vec{s} \frac{\partial}{\partial \vec{v}} f_e = Q_{e,photo}(\vec{v}) + Q_{e,secondary}(\vec{v}) + \sum_{M=\text{O,CO,N}_2,\text{CO}_2} J(f_e, f_M)$$

Les fonctions $f_e(\vec{r}, \vec{v})$ et $f_M(\vec{r}, \vec{v})$ sont les distributions de vitesses des électrons et des espèces chimiques du gaz ambiant, respectivement. Le membre de gauche de l'équation décrit le transport des électrons dans le champ gravitationnel \vec{s} de la planète. Les termes $Q_{e,photo}$ et $Q_{e,secondary}$ désignent respectivement le taux de production des électrons primaires par la photo-ionisation et le taux de production des électrons secondaires. Le terme J décrit la diffusion élastique et inélastique lors des collisions des électrons avec le gaz ambiant. La distribution de vitesses du gaz

atmosphérique est prise comme étant une distribution de Maxwell. L'approche de Monte-Carlo permet de résoudre l'équation de Boltzmann dans une approximation stochastique.

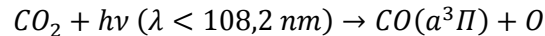
5.1.3. Emissions de dayglow/aurorales

Les émissions de dayglow et les processus qui les initient sont présentés dans *Shematovich and Bisikalo* [2007]. Nous les résumons dans la partie qui suit et nous précisons quels processus ne sont pas pris en compte par le modèle.

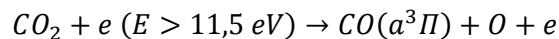
Système des bandes de Cameron du CO

Ce système est la signature principale des aurores. Il est formé par la transition spin-interdite $a^3\Pi - X^1\Sigma^+$ produite par les processus suivants :

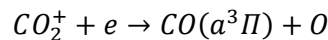
- Photodissociation du CO_2 :



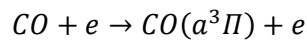
- Dissociation par impact avec un photoélectron :



- Recombinaison dissociative du CO_2^+ :



- Excitation du CO par impact de photoélectron :



Ces processus sont traduits dans le modèle, à l'exception de la recombinaison dissociative de CO_2^+ . Pour calculer cette source, il est nécessaire de connaître la température des électrons, ce dont le modèle ne rend pas compte. Afin d'estimer la contribution de cette source, les densités de CO_2^+ et d'électrons de *Fox* [2004] calculées pour une faible activité solaire sont utilisées.

Le doublet du CO_2^+

La transition $B^2\Sigma^+ - X^2\Pi$ du CO_2^+ produit des émissions à 288,3 et 289,6 nm. Ces émissions sont initiées par photo-ionisation du CO_2 , diffusion fluorescente par le CO_2^+ de la lumière solaire (dans l'atmosphère éclairée) et ionisation par impact d'électrons sur CO_2 et CO. Ce dernier mécanisme est négligé dans le modèle car il s'agit d'une source minoritaire en raison de la faible teneur en CO par rapport à CO_2 . Dans le cas d'aurore nocturne, seul subsiste l'impact des électrons sur CO_2 .

Emissions de l'oxygène atomique

En dehors des émissions du doublet de CO_2^+ et des bandes de Cameron, d'autres émissions de dayglow sont calculées par le modèle : le triplet de l'oxygène atomique autour 130,4 nm et son doublet à 135,6 et 135,8 nm. Cependant, nous ne les expliciterons pas car, bien que présentes dans le spectre auroral, ces émissions sont trop faibles pour être détectées. Nous ne les ignorerons donc par la suite.

5.2. Intégration le long de la ligne de visée

Les fichiers contenant les résultats des simulations se présentent sous forme de colonne, un processus étant attribué à chaque colonne (photo-ionisation du CO_2 , photodissociation du CO_2 , etc.). Dans chaque colonne, les taux d'émission volumique (photons/cm³s) calculés pour le processus concerné sont donnés en fonction de l'altitude. Notons que les limites fixées pour l'altitude sont comprises entre 75 et 200 km, pour éviter l'influence des conditions aux limites. Le signal enregistré par SPICAM est une somme de l'ensemble des émissions locales le long de la ligne de visée. Plus concrètement, ce signal est représenté par l'intégrale :

$$I = \int_{-\infty}^{+\infty} P(s) ds$$

où I est l'émission totale enregistrée le long de la ligne de visée, s est la position le long de la ligne de visée et $P(s)$ est le taux d'émission à cette position. Par hypothèse de symétrie sphérique, l'intégrale peut être exprimée entre zéro et l'infini comme :

$$I = 2 \int_0^{+\infty} P(s) ds$$

Enfin, par le changement de variable : $(z + R)^2 = s^2 + (z_{tg} + R)^2$ où z est l'altitude, z_{tg} est l'altitude du point tangent et R est le rayon de la planète, l'intégrale peut s'exprimer en fonction de l'altitude :

$$I = 2 \int_{z_{tg}}^{+\infty} \frac{z}{\sqrt{z^2 - z_{tg}^2}} P(z) dz$$

Dès lors, pour pouvoir comparer les résultats de nos simulations au profil d'intensité, il est nécessaire d'intégrer les taux d'émission volumique obtenus le long de la ligne de visée.

5.3. Résultats des simulations

Des simulations du modèle ont été effectuées pour des électrons d'énergie égale à 20, 50, 200 et 1000 eV. Dans cette première approche, les électrons sont considérés comme étant mono-

énergétiques et isotropes dans un hémisphère. Il s'agit d'une approche idéalisée, ce n'est bien sûr pas le cas dans la réalité où les électrons sont distribués selon une gamme étendue d'énergie. Des distributions d'énergie mesurées *in situ* sont représentées à la figure 59. Ces spectres d'énergie présentent chacun un pic à l'énergie E_p . Notre démarche revient à supposer que tous les électrons du spectre possèdent une énergie semblable E_p . Pour chacune des simulations, le flux d'énergie injecté est pris arbitrairement égal à 1 mW/m². Notons que, bien que le flux d'énergie soit le même pour les diverses simulations, les électrons seront d'autant moins nombreux que leur énergie est importante.

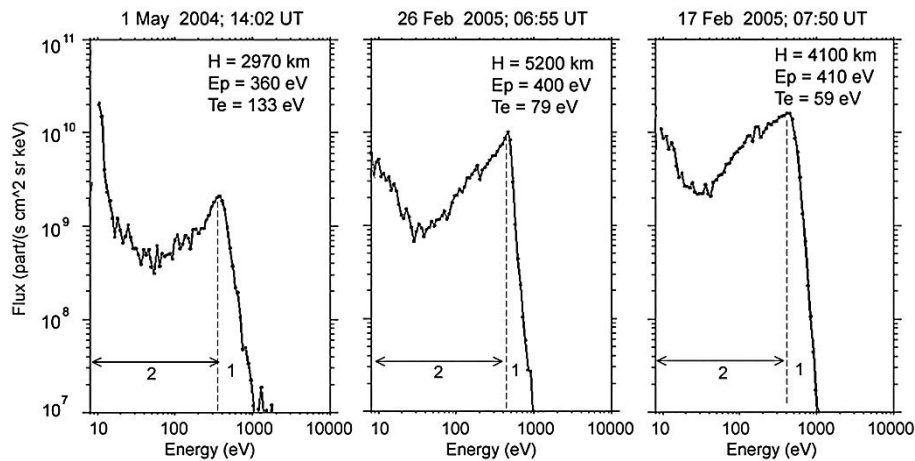


Figure 59 : Spectres d'énergie d'électrons mesurés par ASPERA-3/ELS à différents temps et différentes altitudes. Ces spectres sont divisés en deux régimes : (1) les électrons primaires accélérés et (2) les électrons secondaires ou rétrodiffusés [Lundin *et al.*, 2006].

5.3.1. Profil d'intensité au limbe

Dans un premier temps, nous avons intégré les taux d'émissions volumiques obtenus à partir des différentes simulations selon une ligne de visée au limbe. Les profils d'intensité en fonction de l'altitude avant intégration le long de la ligne de visée sont présentés à la figure 60 pour les différentes énergies. A la figure 61, ces taux d'émission ont été intégrés le long de la ligne de visée afin de simuler une observation typique réalisée au limbe.

Notons que les profils pour 20 et 50 eV sont essentiellement présents à titre de comparaison : les sections efficaces de production des bandes de Cameron du CO et du doublet de CO₂⁺ sont maximales autour de 80 et 150 eV, respectivement [Leblanc *et al.*, 2008]. Le seuil d'excitation est plus faible, mais les valeurs des sections efficaces près du seuil sont faibles. Nous considérerons que des énergies inférieures 20 eV ne sont donc pas capables d'exciter efficacement les transitions à l'origine de ces émissions. Par ailleurs, les mesures *in situ* analysées par Brain *et al.* [2006] et Lundin *et al.* [2006] montrent des énergies maximales de l'ordre de 1 keV. Leblanc *et al.* [2008] attribuent plutôt les émissions aurorales à des énergies comprises entre quelques dizaines et quelques centaines d'électronvolts.

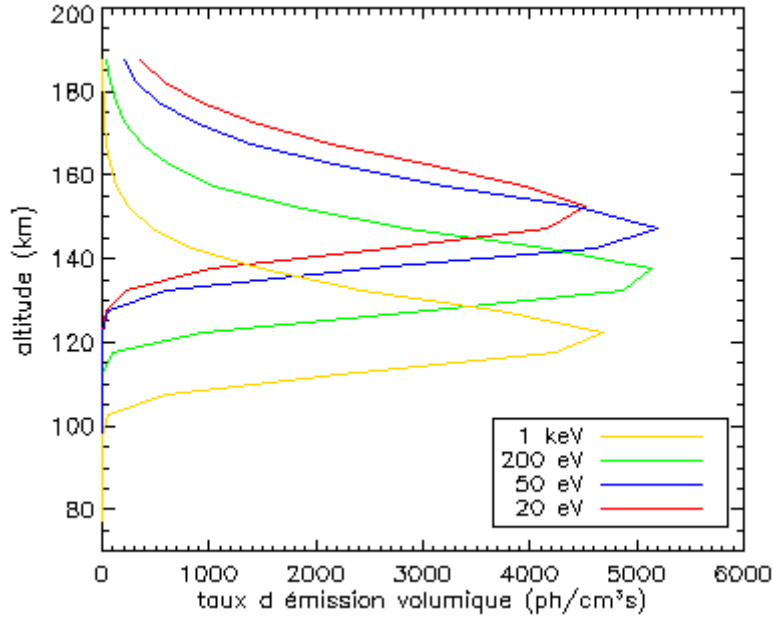


Figure 60 : Taux d'émission volumique en fonction de l'altitude. Les simulations ont été réalisées pour des énergies des électrons de 20 eV, 50 eV, 200 eV et 1 keV.

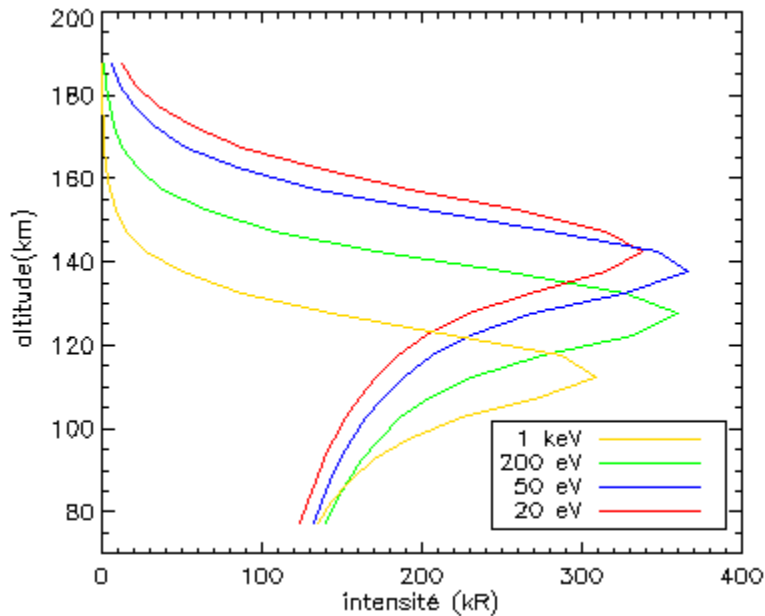


Figure 61 : Profils d'intensité intégrée le long de la ligne de visée au limbe en fonction de l'altitude. Ces profils ont été calculés par simulation numérique pour des électrons de 20 eV, 50 eV, 200 eV et 1 keV.

Suivant les valeurs maximales de l'énergie rapportées pour les mesures *in situ*, fixons une borne supérieure de l'énergie à 1 keV. Plus l'énergie des électrons est élevée, plus le pic d'intensité se produit à basse altitude. Nous ne nous attendons donc pas à ce que le maximum d'émission auroral se produise à une altitude plus basse que celle correspondant au pic d'intensité pour des électrons de 1 keV. Le modèle prédit ce pic d'intensité vers 112 km (figure 62). Pour les électrons de 200 eV, le pic a lieu vers 128 km. Par ailleurs, si la borne inférieure d'énergie est choisie comme

étant l'énergie d'excitation des bandes de Cameron (le doublet CO_2^+ n'est pas toujours présent dans les aurores), c'est-à-dire 20 eV, on estime que le maximum d'intensité de l'aurore peut se produire à une altitude maximale d'environ 155 km. Suivant ces considérations, la zone aurorale que nous estimons s'étend donc d'environ 110 à 155 km. Ces altitudes correspondent à la thermosphère.

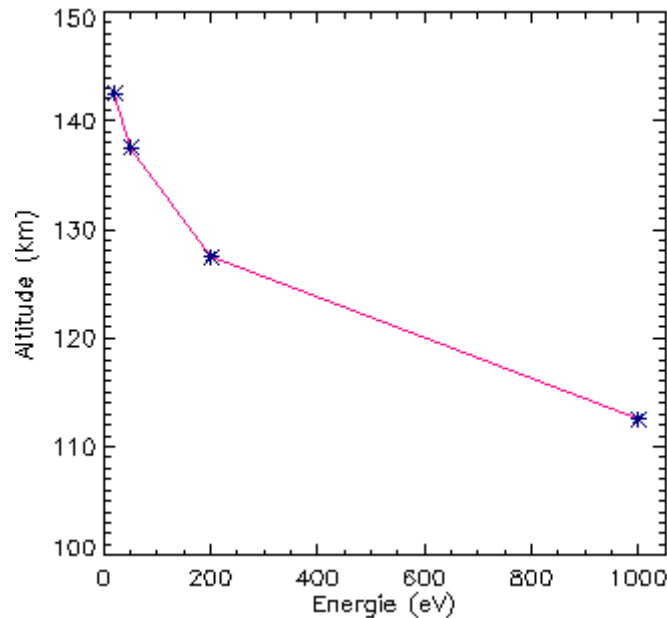


Figure 62 : Graphique de l'altitude du pic d'intensité en fonction de l'énergie des électrons.

Comparons ces valeurs aux altitudes estimées dans le chapitre 4 pour les observations au limbe. La valeur moyenne estimée était de 108,5 km, mais celle-ci était entachée d'une incertitude importante. Selon notre modèle, cette altitude correspondrait à des électrons légèrement plus énergétiques que 1 keV. Si nous prenons les valeurs d'altitude estimées pour chaque observation séparément, nous obtenons une valeur correspondant à une énergie inférieure à 80 eV ($h_{aur} = 141$ km pour l'observation 716A01) et une valeur correspondant à une énergie supérieure à 1 keV ($h_{aur} = 76$ km pour l'observation 2800A02). Bien que nous manquions d'un échantillon suffisant pour tirer des conclusions, il semble que le modèle ne reproduise pas nos estimations. Deux raisons peuvent en être la cause :

- Le modèle ne rend pas correctement compte des émissions aurorales.
- Nos estimations de l'altitude des aurores sont incorrectes.

La seconde explication semble plus probable : notre démarche pour estimer les altitudes fait intervenir des hypothèses importantes, que nous n'avons pas de moyen de vérifier.

5.3.2. Intensité au nadir

Dans un second temps, nous avons estimé le flux d'énergie nécessaire pour obtenir les valeurs observées de l'intensité. Pour cela, nous nous sommes concentrés sur l'émission dans les bandes de Cameron du CO des observations au nadir. L'intensité mesurée du doublet de CO₂⁺ est tellement faible que nous avons préféré ne pas en tenir compte, pour éviter qu'elle ne mène à une analyse peu pertinente. Parmi les simulations à notre disposition, celle dont l'énergie correspond le mieux aux mesures *in situ* est celle des électrons de 200 eV. Nous travaillerons à partir de ces résultats.

Observation	Intervalle temporel (s)	Intensité des bandes de Cameron du CO (R)	Flux correspondant ($\times 10^{-3}$ mW/m ²)
591A02	170 – 180	68	5,10
591A02	260 – 275	273	20,47
2515A01	730 – 740	222	16,65
2515A01	947 – 955	851	63,81
2621A01	535 – 543	351	26,32
2698A01	1005 – 1015	163	12,23
2705A01	825 – 840	177	13,27
2705A01	860 – 873	773	57,96
2705A01	1000 – 1010	281	21,07
5796A01	1100 – 1120	250	15,60
5796A01	850 – 890	208	18,75
6012A01	1205 – 1215	952	71,39
8136A01	700 – 730	281	21,07
8680A02	930 – 945	410	30,74

Tableau 20 : Flux associé aux intensités de chacune des observations au nadir. L'intensité donnée ici est celle du total des bandes de Cameron du CO. Le flux correspondant est obtenu par une simple règle de proportionnalité en considérant qu'un flux de 1mW/m² donne lieu à une intensité de 13,3 kR.

Afin d'obtenir l'intensité du signal au nadir, nous avons considéré les processus formant les bandes de Cameron du CO et nous avons intégré les taux d'émission volumique correspondant sur l'intervalle d'altitude donné (75 à 200 km). Une fois ce signal intégré et converti en Rayleighs, nous obtenons une intensité des bandes de Cameron de 13,3 kR associée à un flux de 1 mW/m². Il existe une relation de proportionnalité linéaire entre l'intensité et le flux d'énergie. Dès lors, par une simple règle de proportionnalité, il est possible de retrouver le flux associé aux intensités mesurées. Les flux estimés sont donnés au tableau 20. Nous remarquons que ces flux sont tous du même ordre de grandeur. *Brain et al.* [2006] ont calculé l'émission devant être produite par un flux de cet ordre (13×10^{-3} mW/m²) observé *in situ* par l'instrument MGS/ER mais l'intensité estimée

n'était que de 4R. Pour un flux de valeur semblable, comme à l'observation 2705A01 (825-840 s), l'émission associée est plus de 40 fois supérieure dans notre cas. Nous pensons que ces estimations d'intensité étaient erronées.

Chapitre 6

Conclusion et perspectives

6.1. Conclusion

Une partie importante de ce travail a été consacrée à la détection des événements auroraux dans l'atmosphère de Mars. Afin de ne pas confondre aurore et nightglow, nous avons dû appliquer plusieurs critères de discrimination. Cette démarche nous a permis de mettre au point une méthode de validation des détections aurorales. Il s'agissait d'une étape extrêmement importante, car la suite de notre travail reposait sur ces détections. Notre analyse de l'ensemble des observations de SPICAM UV dans le mode limbe et dans le mode nadir a fait apparaître 7 nouvelles détections, dont une seule a été observée au limbe. En les ajoutant aux aurores déjà découvertes par *Bertaux et al.* [2005] et *Leblanc et al.* [2008], notre échantillon se composait de 17 événements auroraux validés. Etant donné le grand nombre de mesures de précipitations d'électrons dans l'atmosphère nocturne obtenues grâce à ASPERA-3 et à MGS/ER, comparé à la faible proportion d'émissions aurorales détectées, nous concluons qu'une grande majorité de ces pics électroniques mesurés *in situ* n'aboutissent pas à une excitation de l'atmosphère.

Grâce à une étude du champ magnétique radial et à une carte de la probabilité de se trouver sur une ligne de champ magnétique fermée, nous avons déterminé que les aurores de notre échantillon se produisent dans des zones de champ magnétique radial intense et de probabilité minimale locale de se situer sur une ligne de champ fermée. Nous avons situé cette région entre 140 et 250° de longitude et entre -80 et 0° de latitude. Ces régions ont été décrites comme présentant une structure de « *cusp* » (cornet magnétique). Cette localisation des événements auroraux est un résultat important car, dès lors, une analogie avec les phénomènes auroraux terrestres peut être soulevée : à l'instar des aurores polaires terrestres, les aurores martiennes semblent se produire à la frontière entre les lignes de champ ouvertes et fermées, après que la reconnexion avec le champ magnétique

interplanétaire ait eu lieu. Par ailleurs, afin de mettre en évidence les non-détections, nous avons croisés les conditions dans lesquelles nous avons détecté des émissions aurorales. Deux éléments évidents semblent être nécessaires pour qu'une émission aurorale se produise : tout d'abord, l'émission doit se produire sur la face nocturne, car dans le cas contraire il s'agirait de dayglow. Ensuite, il semble que les électrons ne puissent pénétrer dans l'atmosphère et exciter le gaz ambiant que s'ils précipitent dans la région associée au champ magnétique intense. Une analyse basée sur ces deux conditions nous a révélé que seulement 2% des observations répondant à ces critères présentaient des émissions aurorales. Il est dès lors évident que ces deux seuls critères ne suffisent pas à décrire les conditions d'apparition des aurores martiennes. Celles-ci sont apparemment liées aux conditions instantanées qui prévalent dans le vent solaire et à la topologie ouverte ou fermée des lignes de champ magnétique au moment de l'observation. La localisation des aurores de référence au niveau des cornets magnétiques suggère un processus d'accélération, comme indiqué par *Lundin et al.* [2006]. Ce processus d'accélération est probablement conditionné par la reconnexion magnétique et dépend, de ce fait, des conditions instantanées du vent solaire (pression, orientation du champ magnétique, etc.). Un mécanisme d'accélération proposé par *Brain et al.* [2006] est l'accélération par un potentiel électrique dû à des champs électriques alignés sur le champ magnétique.

D'autre part, sur base de considérations géométriques des observations au limbe et de simulations numériques, nous avons estimé l'altitude de ces émissions aurorales. Les résultats déduits des observations peuvent s'écarter des valeurs prédites par les simulations numériques. Par comparaison des solutions numériques avec les observations *in situ*, nous évaluons une production des aurores à une altitude comprise entre 110 et 155 km. Cet intervalle d'altitude a été déduit en fixant une borne inférieure de l'énergie des électrons à 20 eV, ce qui correspond à la section efficace de production des bandes de Cameron du CO, et une borne supérieure d'énergie à 1 keV, ce qui correspond aux électrons les plus énergétiques détectés par les mesures *in situ*.

Malgré la grande incertitude sur l'altitude à laquelle se produisent les aurores, une évaluation de la dimension horizontale des émissions observées en mode nadir a pu être réalisée. Nos calculs ont montré que cette dimension était typiquement de quelques dizaines de kilomètres selon la latitude, avec une variation comprise entre 20 et 100 km. La plupart des cas montrent une extension latitudinale inférieure à 60 km. A l'échelle de Mars, il s'agit de dimensions réduites. Finalement, nous avons évalué les intensités des émissions aurorales. Comme l'on pouvait s'y attendre, les émissions au limbe sont plus intenses que les émissions au nadir. Cela est dû à une longueur de chemin à travers la région aurorale plus importante dans le cas des observations en mode limbe. Nous avons montré que les valeurs fournies sont des limites inférieures de l'intensité réelle et que celles-ci étaient extrêmement variables d'un cas à l'autre. Les estimations de l'intensité des bandes de Cameron n'excèdent pas le kiloRayleigh pour les observations au nadir. Au limbe, ces intensités valent 1 à 2 kR. Les intensités évaluées pour le doublet de CO_2^+ sont de quelques dizaines de

Rayleighs, mais ne sont pas en accord avec les mesures de *Leblanc et al.* [2008]. Par ailleurs, pour certaines observations au nadir, cette émission n'est pas détectable. Grâce à ces estimations de l'intensité et en considérant des électrons de 200 eV dans les simulations numériques, il a été possible d'associer un flux d'énergie correspondant à chaque observation. Ces flux ont des valeurs typiques de quelques centièmes de mW/m².

6.2. Perspectives

Beaucoup de travail reste à réaliser pour percer à jour les aurores martiennes. Parmi les pistes que nous aurions pu explorer si nous avions disposé de plus de temps, citons les suivantes :

- **L'activité solaire et les paramètres du vent solaire au moment de l'aurore :**

Des événements tels que des éjections de masse coronale ou des flares augmentent la pression dans le vent solaire et peuvent augmenter le taux de reconnexion de l'IMF avec le champ magnétique martien. De plus, l'orientation de l'IMF est un paramètre clé de la reconnexion puisqu'elle n'aura lieu que lorsque les champs magnétiques sont antiparallèles. En conséquence, l'activité solaire et l'orientation du champ magnétique au moment de l'aurore pourraient nous renseigner sur un éventuel rôle de la reconnexion des lignes de champ magnétique. Une étude plus complète devra donc estimer les paramètres du vent solaire au moment des observations.

- **Une étude comparative avec des mesures *in situ* effectuées simultanément avec les observations de SPICAM :**

Une étude semblable a été réalisée par *Leblanc et al.* [2008]. Il serait intéressant de soumettre les nouvelles détections à une approche semblable, afin de faire émerger des corrélations entre la distribution d'énergie des électrons et la présence des aurores, et entre le flux d'énergie incident et l'intensité des émissions.

Une autre piste a vu le jour avec le lancement de MAVEN (Mars Atmosphere and Volatile Evolution) le 18 novembre 2013. Cette sonde de la NASA a pour objectif d'étudier l'ionosphère, la haute atmosphère et leur interaction avec le vent solaire, ainsi que la perte de composés volatils de l'atmosphère. Parmi ses instruments, elle comporte notamment un spectrographe imageur dans l'ultraviolet nommé IUVS (Imaging Ultraviolet Spectrograph). Ce spectrographe peut être assimilé au « descendant » de SPICAM UV : il travaille sur des longueurs d'onde allant de 110 à 340 nm, une gamme semblable à celle de SPICAM. De plus, parmi ses quatre modes d'observation, deux sont en partie dédiés à l'étude de l'airglow. Ces modes sont le mode « *periapse limb scan* » et le « *apoapse imaging* ». Le premier utilise le pointage au limbe et le second le pointage au nadir, une autre analogie avec SPICAM. Cependant, la résolution spectrale prédite pour IUVS promet des performances hors norme (0,6 – 1,2 nm). Lorsque les observations de MAVEN commenceront, s'il

s'avère que cette résolution est effectivement atteinte, la distinction spectrale entre nightglow et émission aurorale sera bien plus aisée.

D'autre part, il est prévu que l'orbite de MAVEN soit séquencée : à chaque partie de l'orbite correspondra un mode d'observation en particulier. Ces séquences d'observation seront fixées et répétées à chaque orbite, ayant pour seule limitation les capacités de pointage. L'idée est de rentabiliser au maximum le nombre d'observations effectuées lors d'une orbite. Le faible nombre d'aurores détectées par SPICAM sur MEX pourrait être causé par un biais observationnel ou par un échantillon d'observations trop limité, auxquels MAVEN pourrait remédier grâce à une optimisation des séquences d'observation. Les données de IUVS pourraient s'avérer être un élément clé dans la découverte de nouvelles aurores sur Mars et dans l'étude de leur signature spectrale.

Bibliographie

Bertaux, J.-L., F. Leblanc, O. Witasse, E. Quemerais, J. Lilensten, S. A. Stern, B. Sandel and O.Korablev (2005b), Discovery of an aurora on Mars, *Nature*, 435, 790-794, doi:10.1038/nature03603.

Bertaux, J.-L., O. Korablev, S. Perrier, E. Quémerais, F. Montmessin, F. Leblanc, S. Lebonnois, P. Rannou, F. Lefèvre, F. Forget, A. Fedorova, E. Dimarellis, A. Reberac, D. Fonteyn, J. Y. Chaufray, and S. Guibert (2006), SPICAM on Mars Express : Observing Modes and Overview of UV spectrometer data and scientific results, *J. Geophys. Res.*, 111, E10S90, doi:10.1029/2006JE002690.

Bond, P. (2012), *Exploring the Solar System*, John Wiley and Sons, pp 156-209.

Bougher, S. W. (1995), Comparative thermospheres: Venus and Mars, *Adv. Space Res.*, vol. 15, n°4, pp 421-445, doi:10.1016/0273-1177(94)00062-6.

Brain, D. A., J. S. Halekas, L. M. Peticolas, R. P. Lin, J. G. Luhmann, D. L. Mitchell, G. T. Delory, S.W. Bougher, M. H. Acuña, and H. Rème (2006), On the origin of aurorae on Mars, *Geophys. Res. Lett.*, 33, L01201, doi:10.1029/2005GL024782.

Brain, D. A., R. J. Lillis, D. L. Mitchell, J. S. Halekas, and R. P. Lin (2007), Electron pitch angle distributions as indicators of magnetic field topology near Mars, *J. Geophys. Res.*, 112, A09201, doi:10.1029/2007JA012435.

Cole, G., and M. Woolfson (2002), *Planetary Science: the science of planets around stars*, Institute of Physics Publishing, Bristol, 1st ed., pp 54-67.

Connerney, J. E. P., M. H. Acuña, P. J. Wasilewski, G. Kletetschka, N. F. Ness, H. Rème, R. P. Lin, and D. L. Mitchell (2001), The Global Magnetic Field of Mars and Implications for Crustal Evolution, *Geophys. Res. Lett.*, 28, n°21, pp 4015-4018, doi: 10.1029/2001GL013619.

- Connerney, J. E. P., M. H. Acuña, N. F. Ness, G. Kletetschka, D. L. Mitchell, R. P. Lin and H. Reme (2005), Tectonic implications of Mars crustal magnetism, *Proc. Natl. Acad. Sci. USA*, *102*, n°42, pp 14970–14975, doi: 10.1073/pnas.0507469102 .
- Cox, C., A. Saglam, J.-C. Gérard, J.-L. Bertaux, F. González-Galindo, F. Leblanc, and A. Reberac (2008), Distribution of the ultraviolet nitric oxide Martian night airglow : Observations from Mars Express and comparisons with a one-dimensional model, *J. Geophys. Res.*, *113*, E08012, doi:10.1029/2007JE003037.
- Cox, C., J.-C. Gérard, B. Hubert, J.-L. Bertaux, and S. W. Bougher (2010), Mars ultraviolet dayglow variability : SPICAM observations and comparisons with airglow model, *J. Geophys. Res.*, *115*, E04010, doi:10.1029/2009JE003504.
- Cox, C. (2010), Analyse et modélisation des émissions ultraviolettes de l’atmosphère de Vénus et de Mars à l’aide des instruments SPICAM et SPICAV, Thèse en vue de l’obtention du diplôme de Docteur en Sciences, Université de Liège.
- Dubinín, E., M. Fraenz, J. Woch, S. Barabash, and R. Lundin (2009), Long-lived auroral structures and atmospheric losses through auroral flux tubes on Mars, *Geophys. Res. Lett.*, *36*, L08108, doi:10.1029/2009GL038209.
- Encrenaz, T. (2011), L’atmosphère de Mars, *La Météorologie*, *75*, pp 40-45.
- Fox, J. L. (1986), Models for aurora and airglow emissions from other planetary atmospheres, *Can. J. Phys.*, *64*, 1631-1656, doi: 10.1139/p86-288.
- Fox, J. L. (2004), CO₂⁺ dissociative recombination : A source of thermal and nonthermal C on Mars, *J. Geophys. Res.*, *109*, A08306, doi:10.1029/2004JA010514.
- Gérard, J.-C., et D. Grodent (2013-2014), *Cours d’atmosphères planétaires et exoplanétaires*, Université de Liège.
- Green, A. E. S., and T. Sawada (1972), Ionization cross sections and secondary electron distributions, *J. Atmos. Terr. Phys.*, *34*, 1719-1728.
- Haberle, R. M. (2000), Mars: atmosphere, *Encyclopedia of Planetary Sciences*, Shirley and Fairbridge, pp 432-440.

- Keating, G. M., et al. (1998), The Structure of the Upper Atmosphere of Mars : In Situ Accelerometer Measurements from Mars Global Surveyor, *Sciences*, 279, 1672-1676, doi:10.1126/science.279.5357.1672.
- Leblanc, F., J. Y. Chaufray, J. Lilensten, O. Witasse, and J.-L. Bertaux (2006a), Martian dayglow as seen by SPICAM UV spectrograph on Mars Express, *J. Geophys. Res.*, 111, doi:10.1029/2005JE002664.
- Leblanc, F., O. Witasse, J. Winningham, D. Brain, J. Lilensten, P.-L. Blelly, R. A. Frahm, J. S. Halekas and J. L. Bertaux (2006b), Origins of the Martian aurora observed by Spectroscopy for Investigation of Characteristics of the Atmosphere of Mars (SPICAM) on board Mars Express, *J. Geophys. Res.*, 111, A09313, doi:10.029/2006JA011763.
- Leblanc, F., et al. (2008), Observations of aurorae by SPICAM ultraviolet spectrograph on board Mars Express: Simultaneous ASPERA-3 and MARSIS measurements, *J. Geophys. Res.*, 113, A08311, doi:10.1029/2008JA013033.
- Liemohn, M. W., Y. Ma, A. F. Nagy, J. U. Kozyra, J. D. Winningham, R. A. Frahm, J. R. Sharber, S. Barabash, and R. Lundin (2007), Numerical modeling of the magnetic topology near Mars auroral observations, *Geophys. Res. Lett.*, 34, L24202, doi:10.1029/2007GL031806.
- Lundin, R., et al. (2006), Plasma Acceleration Above Martian Magnetic Anomalies, *Sciences*, 311, 980-983, doi:10.1126/science.1122152.
- Mitchell, D. L., R. P. Lin, C. Mazelle, H. Rème, P. A. Cloutier, J. E. P. Connerney, M. H. Acuña, and N. F. Ness (2001), Probing Mars' crustal magnetic field and ionosphere with the MGS Electron Reflectometer, *J. Geophys. Res.*, 106, doi:10.1029/2000JE001435.
- Nier, A. O. and M. B. McElroy (1977), Composition and Structure of Mars' Upper Atmosphere : Results From the Neutral Mass Spectrometers on Viking 1 and 2, *J. Geophys. Res.*, 82, doi:10.1029/JS082i028p04341.
- Porter, H. S., and F. W. Jump (1978), Analytic total and angular elastic electron impact cross sections for planetary atmospheres, *Rep. CSC/TM-6017*, Goddard Space Flight Cent., Greenbelt, Md.

Porter, H. S., F. Varosi, and H. G. Mayr (1987), Iterative solution of the multistream electron transport equation: I – Comparison with laboratory beam injection experiments, *J. Geophys. Res.*, *92*, 5933-5959.

Shematovich, V. I., D. V. Bisikalo, J.-C. Gérard, C. Cox, S. W. Bougher, and F. Leblanc (2008), Monte Carlo model of the electron transport for the calculation of Mars dayglow emissions, *J. Geophys. Res.*, *113*, E02011, doi:10.029/2007JE02938.

Shematovich, V. I., and D. V. Bisikalo (2007), Monte Carlo model of the electron transport for the calculations of Mars dayglow emissions, Rapport PRODEX.

Taylor, F. W. (1985), The atmospheres of the terrestrial planets, *Geophysical Surveys*, *385*, pp 385-408, doi:10.1007/BF01449758.