

Les ‘ étoiles Be

Sommaire

5.1	Résultats de l’analyse des spectres <i>FUSE</i>	75
5.2	Modélisation des diagrammes d’excitation	78
5.3	Modèles confrontés aux observations	81
5.4	Modélisation des spectres	85
5.5	Les espèces atomiques	93
5.6	Séquence d’évolution	95

5.1 Résultats de l’analyse des spectres *FUSE*

La Table 5.1 présente les densités de colonne de chaque niveau d’énergie du H_2 observés dans les spectres *FUSE* des 6 étoiles Be de ce sous-échantillon. Pour toutes ces étoiles, la vitesse radiale du H_2 favorise une origine circumstellaire. Dans le cas de HD259431, la vitesse radiale du gaz observé est proche de celle du nuage moléculaire dans lequel l’étoile est enfouie (Finkenzeller & Jankovics 1984). Les diagrammes d’excitation, présentés sur la Figure 5.1, montrent que, pour toutes ces étoiles, le H_2 est thermalisé jusqu’à $J = 3$ avec des températures de l’ordre de 100 K. Lorsque les niveaux d’énergie supérieurs à $J = 4$ sont observés, leurs densités de colonne correspondent à des températures comprises entre ~ 500 et ~ 1600 K. Les conditions d’excitation du H_2 autour de ces étoiles favorisent donc une interprétation en termes de multi-composantes en température.

L’excitation du H_2 semble être similaire d’une étoile à l’autre, ce qui suggère une structure commune aux environnements circumstellaires de ces étoiles. Sachant que les valeurs des $v \sin i$ sont très différentes d’une étoile à l’autre, les six étoiles sont vraisemblablement vues sous des angles d’inclinaison différents (angle de l’axe de rotation par rapport à la ligne de visée). La seule configuration qui permet d’observer une structure commune quel que soit l’angle d’inclinaison est une géométrie sphérique. Par conséquent, les conditions d’excitation du H_2 suggèrent la présence d’une enveloppe sphérique autour des étoiles Be de l’échantillon.

A l’heure actuelle, les seuls modèles permettant d’expliquer l’excitation du H_2 sont des modèles de régions de photodissociation (PDRs). Donc afin de mieux comprendre les conditions d’excitation du H_2 et contraindre sa localisation par rapport à l’étoile, j’ai utilisé un modèle de PDR stationnaire.

TAB. 5.1 – Densités de colonne de chaque niveaux d'énergie du H₂ circumstellaire autour des étoiles de type spectral plus précoce que B9.

		HD176386	HD250550	HD85567	HD259431	HD38087	HD76534
T _{eff} (K)		12000	12800	15200	15900	16500	20000
<i>v</i>	<i>J</i>	Log N(H ₂)	Log N(H ₂)	Log N(H ₂)	Log N(H ₂)	Log N(H ₂)	Log N(H ₂)
0	0	20.52 ^{+0.14} _{-0.26}	18.67 ^{+0.37} _{-0.14}	19.00 ^{+0.19} _{-0.14}	20.40 ^{+0.13} _{-0.16}	20.20 ^{+0.10} _{-0.08}	20.34 ^{+0.131} _{-0.171}
0	1	20.40 ^{+0.25} _{-0.30}	19.11 ^{+0.07} _{-0.41}	19.04 ^{+0.21} _{-0.19}	20.25 ^{+0.18} _{-0.20}	20.05 ^{+0.19} _{-0.08}	20.32 ^{+0.181} _{-0.154}
0	2	19.18 ^{+0.14} _{-0.26}	17.69 ^{+0.14} _{-0.39}	17.45 ^{+0.25} _{-0.21}	18.70 ^{+0.14} _{-0.22}	18.30 ^{+0.15} _{-0.30}	18.82 ^{+0.263} _{-0.241}
0	3	18.20 ^{+0.28} _{-0.24}	16.59 ^{+0.35} _{-0.31}	16.42 ^{+0.63} _{-0.35}	16.85 ^{+0.15} _{-0.25}	16.34 ^{+0.34} _{-0.18}	17.30 ^{+0.571} _{-0.830}
0	4	16.98 ^{+0.21} _{-0.25}	15.26 ^{+0.34} _{-0.47}	14.50 ^{+0.39} _{-0.37}	14.95 ^{+0.31} _{-0.16}	14.88 ^{+0.33} _{-0.27}	15.70 ^{+0.278} _{-0.186}
0	5	16.70 ^{+0.47} _{-0.35}	—	14.50 ^{+0.15} _{-0.26}	14.75 ^{+0.13} _{-0.17}	14.50 ^{+0.34} _{-0.58}	15.60 ^{+0.494} _{-0.281}
0	6	15.63 ^{+0.41} _{-0.54}	—	13.50 ^{+0.54} _{-0.19}	14.74 ^{+0.08} _{-0.24}	14.25 ^{+0.26} _{-0.51}	14.26 ^{+0.124} _{-0.260}
0	7	15.26 ^{+0.62} _{-0.56}	—	13.18 ^{+0.42} _{-0.35}	14.15 ^{+0.15} _{-0.35}	14.27 ^{+0.31} _{-0.25}	13.99 ^{+0.236} _{-0.359}
0	8	13.28 ^{+0.66} _{-0.53}	—	12.92 ^{+0.24} _{-0.38}	13.53 ^{+0.23} _{-1.42}	—	12.60 ^{+0.721} _{-0.451}
0	9	13.53 ^{+0.24} _{-0.51}	—	13.08 ^{+0.45} _{-0.26}	13.80 ^{+0.29} _{-0.52}	—	—
0	10	—	—	13.02 ^{+0.28} _{-0.33}	—	—	—
1	0	14.44 ^{+0.53} _{-0.58}	—	14.28 ^{+0.30} _{-0.82}	13.45 ^{+0.12} _{-0.17}	—	13.30 ^{+0.239} _{-0.380}
1	1	15.09 ^{+0.39} _{-0.59}	—	14.34 ^{+0.28} _{-0.28}	14.07 ^{+0.03} _{-0.23}	—	13.68 ^{+0.190} _{-0.223}
1	2	14.05 ^{+0.66} _{-0.28}	—	—	14.02 ^{+0.08} _{-0.19}	—	13.57 ^{+0.191} _{-0.295}
1	3	14.74 ^{+0.27} _{-0.51}	—	—	14.23 ^{+0.10} _{-0.16}	—	13.65 ^{+0.197} _{-0.386}
1	4	14.52 ^{+0.60} _{-0.43}	—	—	14.09 ^{+0.08} _{-0.21}	—	13.00 ^{+0.253} _{-0.520}
1	5	13.70 ^{+0.34} _{-0.56}	—	—	13.96 ^{+0.01} _{-0.17}	—	—

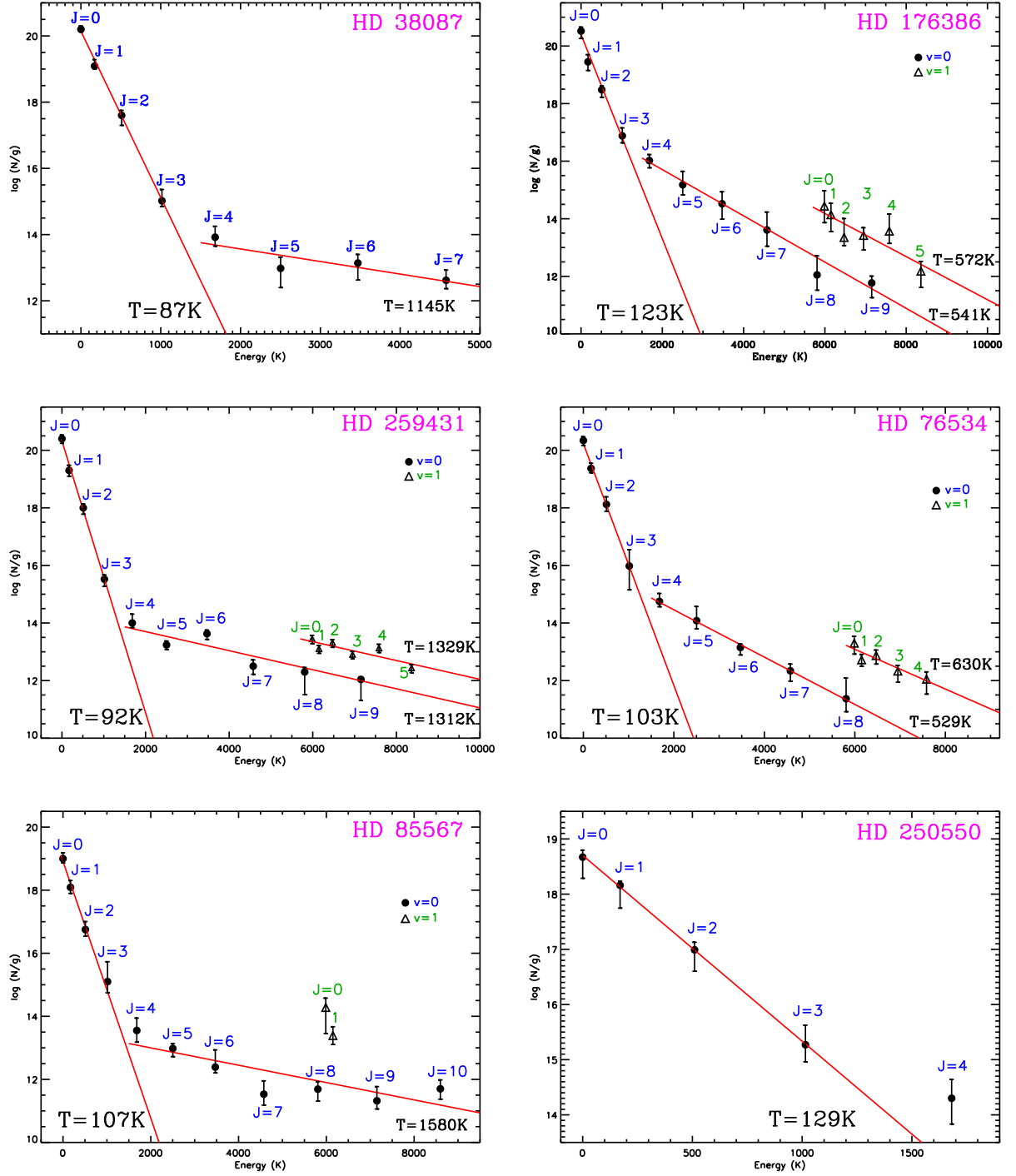


FIG. 5.1 – Diagrammes d'excitation du H₂ pour les étoiles Be de l'échantillon. Pour chaque étoile le H₂ est thermalisé jusqu'à $J = 3$ avec une température cinétique de l'ordre de 100 K. Lorsque les niveaux d'énergie supérieurs à $J = 4$ sont observés, leurs densités de colonne correspondent à des températures comprises entre ~ 500 et ~ 1600 K.

5.2 Modélisation des diagrammes d'excitation

5.2.1 Description du modèle de PDR

J'ai utilisé le modèle de PDR J. Le Bourlot et al. dont je vais faire ici une brève description (pour plus de détails voir Le Petit 2002). Ce programme est en accès libre et peut être trouvé à l'adresse suivante : <http://aristote.obspm.fr/MIS/>.

Ce code permet de modéliser une couche de gaz et de poussière en plans parallèles de densité uniforme, supposés à l'état stationnaire. Une grille à pas variable permet d'échantillonner le nuage en fonction de la profondeur optique τ , de manière à suivre précisément l'évolution des différentes quantités physiques.

En chaque point, le code résout :

- le transfert de rayonnement, qui est résolu en tenant compte d'une part de l'absorption du champ de rayonnement par les poussières dans le continu, et d'autre part, dans les raies des espèces suffisamment abondantes et absorbant dans l'UV, à savoir H, D, H₂, HD et CO.
- la chimie : ~ 100 à 200 espèces chimiques, ~ 1000 à 4000 réactions, laissées au choix de l'utilisateur.
- l'excitation des espèces : le programme calcule les populations des niveaux d'énergie de plusieurs espèces (hors équilibre thermodynamique local), ce qui permet de déterminer leurs émissivités et les taux de refroidissement associés. Trois processus d'excitation sont intégrés dans le code : (i) l'excitation et la désexcitation par transitions radiatives tenant compte du pompage par le fond de rayonnement cosmologique et, pour H₂ et HD, du pompage UV ; (ii) l'excitation et la désexcitation collisionnelles ; (iii) l'excitation au cours de la formation chimique.
- le bilan thermique : qui fait intervenir de nombreux processus dont certains sont particulièrement complexes. Le code prend en compte des effets de chauffage et refroidissement, en supposant que le taux de chauffage est égal au taux de refroidissement. Pour ne citer que quelques exemples, le code tient compte de l'effet photoélectrique sur les grains et sur les PAHs, de la formation de H₂ sur les grains, de l'ionisation par les cosmiques, etc... De plus amples informations sur ces processus sont données dans l'article de Black (1987).

Il convient de souligner un point particulièrement important, à savoir que le code tient compte de l'auto-écrantage du H₂ (*self-shielding*, voir paragraphe 1.4.2, chapitre 1).

Les paramètres d'entrée du programme sont :

- La valeur de l'extinction visuelle totale du nuage
- La densité du nuage
- Intensité du champ de rayonnement à gauche
- Intensité du champ de rayonnement à droite
- Le type spectral de l'étoile éclairant le nuage
- La distance de l'étoile au nuage
- La vitesse turbulente (élargissement Doppler)
- La température initiale du nuage
- Le nombre de niveaux de H₂ pris en compte

- Le rapport $R = A_V / E(B-V)$
- Le rapport gaz sur poussière (en cm^{-2})
- Le rayon minimum des grains
- Le rayon maximum des grains

Le programme tient compte d'un certain nombre d'autres paramètres d'entrée qui sont généralement fixés par défaut à des valeurs estimées pour le milieu interstellaire, par manque de contraintes observationnelles, comme :

- Le fichier de chimie qui contient les abondances, la liste des atomes et molécules ainsi que les réactions chimiques prises en compte dans le modèle.
- Le flux de rayons cosmiques
- L'albedo des poussières
- La masse volumique des grains
- La pente de la distribution de grains

A chaque itération, en chaque point du nuage, les paramètres physiques calculés sont les suivants :

- Les abondances relatives des espèces
- Les populations des niveaux de structure fine de diverses espèces atomiques comme C, C^+ , O et Si^+ , des niveaux rotationnels de HD, CO, CS et HCO^+ , et des niveaux rovibrationnels des états électroniques X, B et C de H_2 .
- Les taux de chauffage et de refroidissement
- Les températures du gaz et des grains
- Les probabilités de photodissociation des espèces
- Les taux de formation et de destruction de H_2 , HD, et de CO.

A partir des abondances des espèces et des populations des niveaux, les densités de colonne et les émissivités peuvent être calculées, et sont directement confrontables aux observations qu'elles soient en absorption ou en émission.

5.2.2 Modélisation des diagrammes d'excitation

J'ai donc modélisé, à l'aide du code de PDR, les diagrammes d'excitation du H_2 pour les étoiles Be de l'échantillon. La Table 5.2 présente les paramètres d'entrée principaux utilisés dans le modèle pour chaque étoile. Outre la température effective de l'étoile et l'extinction qui sont connues, il faut supposer une densité totale de gaz et une distance entre le gaz et l'étoile. N'ayant que peu d'information sur la taille des grains présents dans l'environnement des étoiles de ce sous-échantillon, j'ai utilisé dans le modèle une taille de grains de poussière comprise entre 3.5×10^{-7} et $3 \times 10^{-5} \text{ m}$, ce qui couvre la majorité des grains présents dans les nuages interstellaires. Cependant, j'ai dû, dans certains cas, éliminer les plus petits grains pour expliquer les densités de colonne de H_2 observées. En effet, en utilisant des grains de taille supérieure au micron, le chauffage devient moins efficace puisqu'on limite l'effet photo-électrique, et le taux de formation de H_2 est plus faible (Habart et al. 2004a).

Les résultats de cette modélisation sont présentés sur la Figure 5.2. La forme générale des diagrammes d'excitation est assez bien reproduite par les modèles, cependant, l'ex-

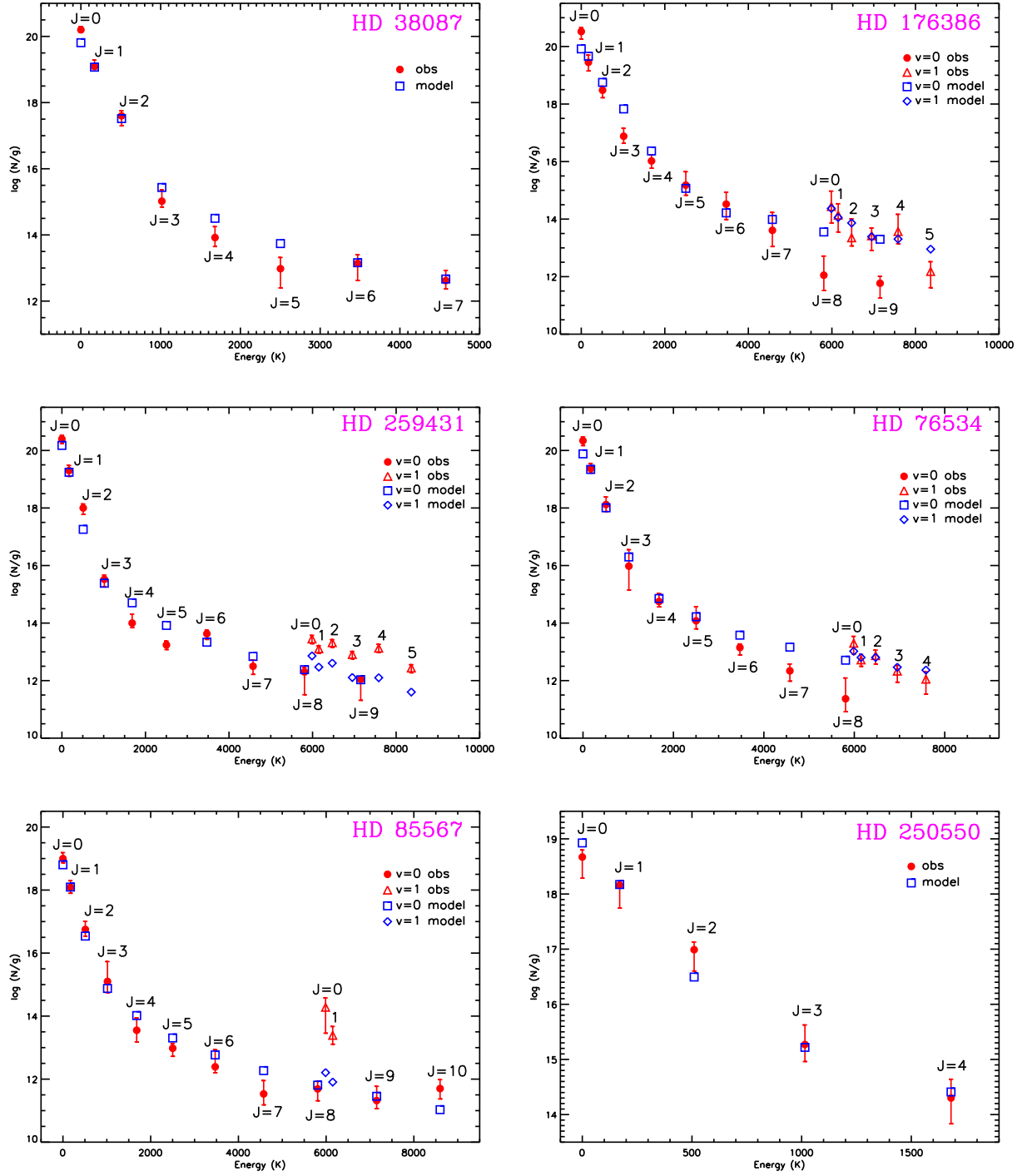


FIG. 5.2 – Résultats du modèle de PDRs superposés aux diagrammes d'excitation observés.

TAB. 5.2 – Paramètres utilisés dans modèle de PDRs pour chacune des étoiles Be.

Étoile	Distance gaz/étoile (pc)	Densité volumique totale de gaz (cm^{-3})	Rayon mini des grains de poussière (m)	Rayon maxi des grains de poussière (m)
HD176386	0.004	1×10^6	3.50e-07	3.00e-05
HD250550	0.03	2×10^3	1.00e-06	3.00e-05
HD85567	0.08	7×10^2	3.50e-07	3.00e-05
HD259431	0.012	3×10^3	1.00e-06	3.00e-05
HD38087	0.15	1×10^3	1.00e-06	3.00e-05
HD76534	0.15	3×10^3	3.50e-07	3.00e-05

citation des niveaux d'énergie les plus élevés ne peut pas être expliquée par un modèle stationnaire. En effet, les niveaux les plus excités sont des traceurs du gaz chaud très dense et très proche de l'étoile. Si le milieu est très dense, la probabilité de rencontre entre trois atomes d'hydrogène n'est plus négligeable (Le Petit 2002). Dans de telles conditions, le processus de formation du H_2 n'est plus dominé par la formation sur les grains. L'insertion des réactions à trois corps dans le code pourrait permettre d'expliquer ces observations. Par ailleurs, à petite distance des étoiles, le champ de rayonnement est très intense, ce qui peut faire intervenir des mécanismes dépendant du temps tels que des chocs, dont on pense qu'ils pourraient modifier les processus de formation/excitation de H_2 (e.g. Draine & McKee 1993; Chieze et al. 1998). Or ces mécanismes dépendant du temps ne sont pas pris en compte dans le modèle qui suppose un état stationnaire. Par conséquent, la prise en compte de tels processus physiques dans le code pourrait permettre d'expliquer les densités de colonne relativement élevées de ces niveaux ainsi que leur excitation. L'explication de ce phénomène fait partie des perspectives de ce travail de thèse.

5.3 Modèles confrontés aux observations

Le nombre de paramètres d'entrée du code est relativement important, et les observations ne permettent pas de tous les contraindre. Aussi, il est parfois nécessaire d'utiliser des valeurs connues pour le milieu interstellaire, comme la taille des grains de poussière, qui ne sont pas nécessairement adaptées au milieu circumstellaire des étoiles Be de l'échantillon. Par conséquent, il est possible de reproduire correctement un diagramme d'excitation avec différents jeux de paramètres d'entrée.

Pour réduire le nombre de degrés de liberté, et donc les incertitudes, j'ai utilisé les observations de ces étoiles dans diverses longueurs d'onde afin de contraindre le maximum de paramètres d'entrée du programme, comme la distance étoile-gaz, la taille des enveloppes, leur densité, la quantité de HI, le rapport gaz-sur-poussière ou encore la fraction moléculaire.

5.3.1 Taille des enveloppes

Pour déterminer la distance du gaz à l'étoile, j'ai utilisé les images dans le proche infrarouge et dans le visible issues des sondages *MSX* (the *Midcourse Space Experiment*) et *DSS2* (*Digitized Sky Survey*), respectivement. Les poussières contenues dans les PDRs sont chauffées, ionisées et excitées par le champ de rayonnement UV stellaire, et réémettent dans l'infrarouge. En particulier, les PAHs (Polycyclic Aromatic Hydrocarbon) rayonnent dans les bandes à 6.2, 7.7 et 8.6 μm transmises dans la bande A de *MSX* (centrée à 8.28 μm). De plus, l'extinction due aux poussières contenues dans les nuages moléculaires peut être détectée sur les images *DSS2*. En supposant que le gaz et la poussière sont couplés, la mesure des tailles des régions contenant les poussières permet de déterminer la taille des régions gazeuses.

Une étoile de type B devrait ioniser une partie de l'hydrogène environnant et créer une région d'hydrogène ionisé (région HII) relativement sphérique autour d'elle (Strömgen 1939). Les données dans le domaine des ondes radio (sondage *NVSS*), quand elles existent, ne montrent aucune émission due à une région HII autour de nos étoiles Be. Le milieu environnant ces étoiles n'est probablement pas assez dense pour être observé. Mais cette non détection peut-être simplement due au fait que ces étoiles sont très éloignées du Soleil, et donc le flux émis par la région HII est trop faible pour être détecté. En supposant que cette région HII existe, il est généralement admis que les poussières chaudes se situent à la limite du front d'ionisation (e.g. Elmegreen & Lada 1977; Hollenbach & Tielens 1997), c'est-à-dire que les PAHs chaudes entourent la région d'hydrogène ionisé. En effet, à l'intérieur de la région HII, le champ de rayonnement stellaire étant très intense, les PAHs sont évaporées. De ce fait, en supposant que le gaz moléculaire se trouve également "derrière" le front d'ionisation, la taille de la région d'émission des PAHs donne une indication sur la distance entre le gaz moléculaire et l'étoile.

Seules trois de nos étoiles ont été observées par *MSX*. L'une d'elles, HD76534, n'est pas détectée, ce qui laisse supposer une déplétion en PAHs et en petits grains chauds proches de l'étoile. Ceci est en accord avec la SED de cette étoile qui présente un très faible excès dans l'infrarouge proche. Les deux autres étoiles observées, HD250550 et HD259431, sont bien détectées dans la bande A, preuve de la présence de poussières chaudes proches des étoiles. Cependant, HD250550 n'est pas résolue. Par contre, HD259431 est résolue mais la distance de cette étoile au Soleil n'est pas clairement déterminée. J'ai donc calculé la taille de la région émettrice pour les valeurs minimale et maximale que l'on trouve dans la littérature pour la distance de cette étoile.

Sur les images du *DSS2* dans le domaine visible, dans tous les cas à l'exception de HD85567, on voit clairement une région d'extinction autour des étoiles. Ces régions d'extinction correspondent probablement au reste du nuage dans lequel les étoiles se sont formées. J'ai donc estimé la taille des enveloppes en supposant que ces régions d'extinction représentent le bord externe de l'enveloppe circumstellaire autour de nos étoiles. Pour les estimations du volume (voir Table 5.3), j'ai supposé une enveloppe sphérique autour des étoiles. Dans le cas de HD259431, j'ai considéré que la région de poussières chaudes détectée par *MSX* représente le bord interne de l'enveloppe.

Les régions entourant ces étoiles étant des régions d'extinction modérées, les isocontours définis à partir des images *DSS2* ne sont pas précis, donc les estimations donnent plutôt une limite supérieure du volume des enveloppes.

TAB. 5.3 – Estimations des dimensions des enveloppes circumstellaires et de la masse du gaz présent autour des étoiles Be de l'échantillon.

Étoiles	Rayon de la région des PAHs à $8\mu m$ images <i>MSX</i> (pc)	Rayon de la région d'extinction images <i>DSS2 R</i> (pc)	Volume de l'enveloppe (cm^3)
HD176386	– ^(a)	$2.05 \times 10^{-1} - 3.05 \times 10^{-1}$	$\leq 3.49\text{e}+54$
HD250550	– ^(b)	$\geq 1.15 \times 10^{-1}$	$\geq 1.87\text{e}+53$
HD85567	– ^(a)	– ^(b)	—
HD259431	$8.5 \times 10^{-3} - 2 \times 10^{-2}$	$1 \times 10^{-1} - 2.5 \times 10^{-1}$	$1.23\text{e}+53 - 1.92\text{e}+54$
HD38087	– ^(a)	$\sim 2.75 \times 10^{-1}$	$\leq 2.56\text{e}+54$
HD76534	– ^(c)	$\geq 4.15 \times 10^{-2}$	$\geq 7.88\text{e}+51$

^(a) étoile non observée; ^(b) non résolue; ^(c) non détectée.

La comparaison des dimensions de ces régions observées et des distances gaz/étoile utilisées dans le modèle de PDR, m'a permis de montrer qu'un modèle de PDR classique pouvait très bien expliquer la partie la plus externe de l'enveloppe où se situe le gaz froid, soit plus de 90% du gaz observé.

5.3.2 Densité du milieu

Pour la plupart de ces étoiles, les spectres *IUE* SWP (1150 - 1975 Å) à haute résolution étaient disponibles. J'ai donc modélisé, en utilisant OWENS, la raie Ly α de l'hydrogène atomique de la même manière que j'ai modélisé les raies d'absorption sur les spectres *FUSE*. J'en ai déduit la densité de colonne de HI (voir Table 5.4).

Dans les cas de HD176386 et HD85567, la densité de colonne de HI n'a pas pu être mesurée. En effet, HD85567 n'a pas été observée aux courtes longueurs d'onde (SWP) de *IUE*. Dans le cas de HD176386, un problème de calibration du spectre fait apparaître le flux comme négatif ou nul jusqu'à environ 1300Å.

A partir des dimensions des enveloppes, en utilisant les densités de colonne de H₂ et de HI, j'ai estimé les densités volumiques en supposant un milieu homogène à densité constante, ce qui m'a permis d'estimer la masse de gaz circumstellaire présent autour des étoiles (voir Table 5.4).

5.3.3 Rapport gaz-sur-poussière

A partir des densités de colonne de HI, j'ai également calculé le rapport gaz-sur-poussière autour de ces étoiles Be, donné par la relation suivante :

$$\frac{N(H_{tot})}{E(B - V)}, \quad \text{avec } N(H_{tot}) = N(H I) + 2N(H_2).$$

TAB. 5.4 – Estimations des densités et des masses des enveloppes autour des étoiles Be.

Étoile	Densité de H ₂ (cm ⁻³)	Masse de H ₂ (M _☉)	N(H I) (cm ⁻²)	Densité de H (H I + H ₂) (cm ⁻³)	Masse de H (H I + H ₂) (M _☉)
HD176386	≥670.56	≤3.88	flux<0	–	–
HD250550	≤54.82	≥0.017	9.00×10 ²⁰ ⁽¹⁾	≤995.1	≥0.15
HD85567	–	–	–	–	–
HD259431	1546.1 - 614.08	0.32 - 1.96	1.60×10 ²¹ ⁽¹⁾	8765.96 - 3481.69	0.89 - 5.55
HD38087	≥317.22	≤1.35	1.91×10 ²¹	≥2886.79	≤6.13
HD76534	≤3544.72	≥0.046	2.40×10 ²¹	≤26601.63	≥0.17

(1) Estimation des densités de colonne de H I à partir des spectres *IUE* + modèle (Bouret et al. 2003).

Ces rapports gaz-sur-poussière sont donnés dans la Table 5.5. J’ai comparé ces résultats au rapport gaz-sur-poussière interstellaire moyen estimé pour des nuages standards situés dans les 2 kpc environnant le Soleil (Bohlin et al. 1978) :

$$\frac{N(H_{tot})}{E(B - V)} = 5.8 \times 10^{21} \text{ atomes cm}^{-2} \text{ mag}^{-1}$$

HD250550 est la seule étoile pour laquelle on trouve un rapport gaz-sur-poussière tout à fait typique des valeurs du milieu interstellaire. Pour les autres étoiles, on trouve des valeurs nettement supérieures (Bohlin 1975; Bohlin et al. 1978). Pour ces étoiles, les données *FUSE* et *IUE* sont de qualité suffisante pour affirmer que les valeurs des densités de colonne de H₂ et H I sont correctes. Donc ces différences avec le milieu interstellaire sont réelles et peuvent être la conséquence de la présence de grains de poussière plus gros que la moyenne interstellaire (Bohlin et al. 1978). La présence de gros grains est en accord avec les observations de certaines de ces étoiles, qui montrent un faible excès de flux dans le proche infrarouge alors qu’elles ont un fort excès de flux dans l’infrarouge lointain où émettent les gros grains. Cela indique que l’environnement de ces étoiles est évolué, dans le sens où le processus de croissance en taille (coagulation) des grains de poussière a commencé.

Puisque dans la plupart des cas, les rapports gaz-sur-poussière (en nombre) calculés à partir du rapport de la densité de colonne totale d’hydrogène et du rougissement sont différents de ceux mesurés dans le milieu interstellaire, on peut s’attendre à ce que les rapports gaz-sur-poussière en masse soient également différents de la valeur admise dans milieu interstellaire, soit gaz/poussière=100. Des observations dans le domaine sub-millimétrique seraient nécessaires pour déterminer la masse de poussières circumstellaires. En effet, la masse de poussières se calcule à partir du flux du continuum mesuré vers 800μm, qui est le domaine de longueurs d’onde où les poussières sont supposées être froides et optiquement minces.

TAB. 5.5 – Rapports gaz-sur-poussière observés et fractions moléculaires (f) observées et résultant du modèle de PDRs.

Étoile	gaz / poussière observé (at $\text{cm}^{-2} \text{ mag}^{-1}$)	f obs	f modèle PDR
HD176386	—	—	0.96
HD250550	4.26×10^{21}	0.04	0.04
HD85567	—	—	0.06
HD259431	9.51×10^{21}	0.35	0.4
HD38087	8.44×10^{21}	0.22	0.23
HD76534	10.2×10^{21}	0.27	0.30

5.3.4 Fraction moléculaire

J’ai également estimé la fraction moléculaire, c’est-à-dire la fraction d’atomes d’hydrogène présents sous forme de H_2 , qui est définie de la manière suivante :

$$f(\text{H}_2) = \frac{2N(\text{H}_2)}{2N(\text{H}_2) + N(\text{H I})}$$

Les fractions moléculaires déduites des observations sont présentées dans la Table 5.5. Comme pour le rapport gaz-sur-poussière, les valeurs des fractions moléculaires sont supérieures à celles généralement observées pour le milieu interstellaire (Bohlin et al. 1978), à l’exception de la fraction moléculaire calculée pour HD250550 qui est typiquement interstellaire.

Les fractions moléculaires résultant de la modélisation des diagrammes d’excitation sont également présentées dans la Table 5.5. Les valeurs observées et modélisées sont en bon accord. Cependant, sachant que pour HD176386 et HD85567 je n’ai pas pu calculer les fractions moléculaires observées, il était difficile de savoir si le modèle produisait un résultat cohérent. En effet, le programme peut reproduire correctement un même diagramme d’excitation pour différents jeux de paramètres.

5.4 Modélisation des spectres

Pour chaque longueur d’onde, le code de PDR calcule l’atténuation du rayonnement lors de la traversée du nuage. En utilisant cette atténuation combinée aux spectres photosphériques synthétiques de nos étoiles calculés à partir des modèles de Kurucz (voir paragraphe A.3.2 et Bouret et al. 2003), on peut reproduire les spectres *FUSE* observés. Cette modélisation ne tient compte que des premiers niveaux rotationnels de H_2 qui produisent les raies d’absorption les plus importantes (voir Figures 5.3 à 5.8). Pour les étoiles dont les paramètres comme la fraction moléculaire, la distance gaz-étoile, (etc...) sont connus à partir des observations, cette modélisation a servi de vérification de la robustesse de mes résultats.

La modélisation du spectre de HD85567 m’a permis d’ajuster les paramètres d’entrée du modèle pour avoir un bon accord entre spectre observé et spectre modélisé, en particu-

lier en ce qui concerne les raies d'absorption de H_2 et les ailes des raies $Ly\beta$ et $Ly\gamma$. Cela m'a donc permis de déduire une valeur pour la fraction moléculaire dans l'environnement circumstellaire de HD85567 de 0.06 ± 0.01 . Ce résultat implique que la densité de colonne de H I en direction de HD85567 doit être $6.71 \times 10^{20} \text{ cm}^{-2}$, ce qui donne un rapport gaz-sur-poussière de $3.10 \times 10^{21} \text{ atomes cm}^{-2} \text{ mag}^{-1}$. Les valeurs du rapport gaz-sur-poussière et de la fraction moléculaire sont proches de celles généralement admises pour le milieu interstellaire. Pour HD176386, la modélisation du spectre correspond à une fraction moléculaire de 0.96 ce qui est beaucoup plus grand que les valeurs généralement observées dans le milieu interstellaire. Cela m'a permis de déduire la densité de colonne de H I de $5.25 \times 10^{19} \text{ cm}^{-2}$. Le rapport gaz-sur-poussière correspondant est de $6.91 \times 10^{21} \text{ atomes cm}^{-2} \text{ mag}^{-1}$.

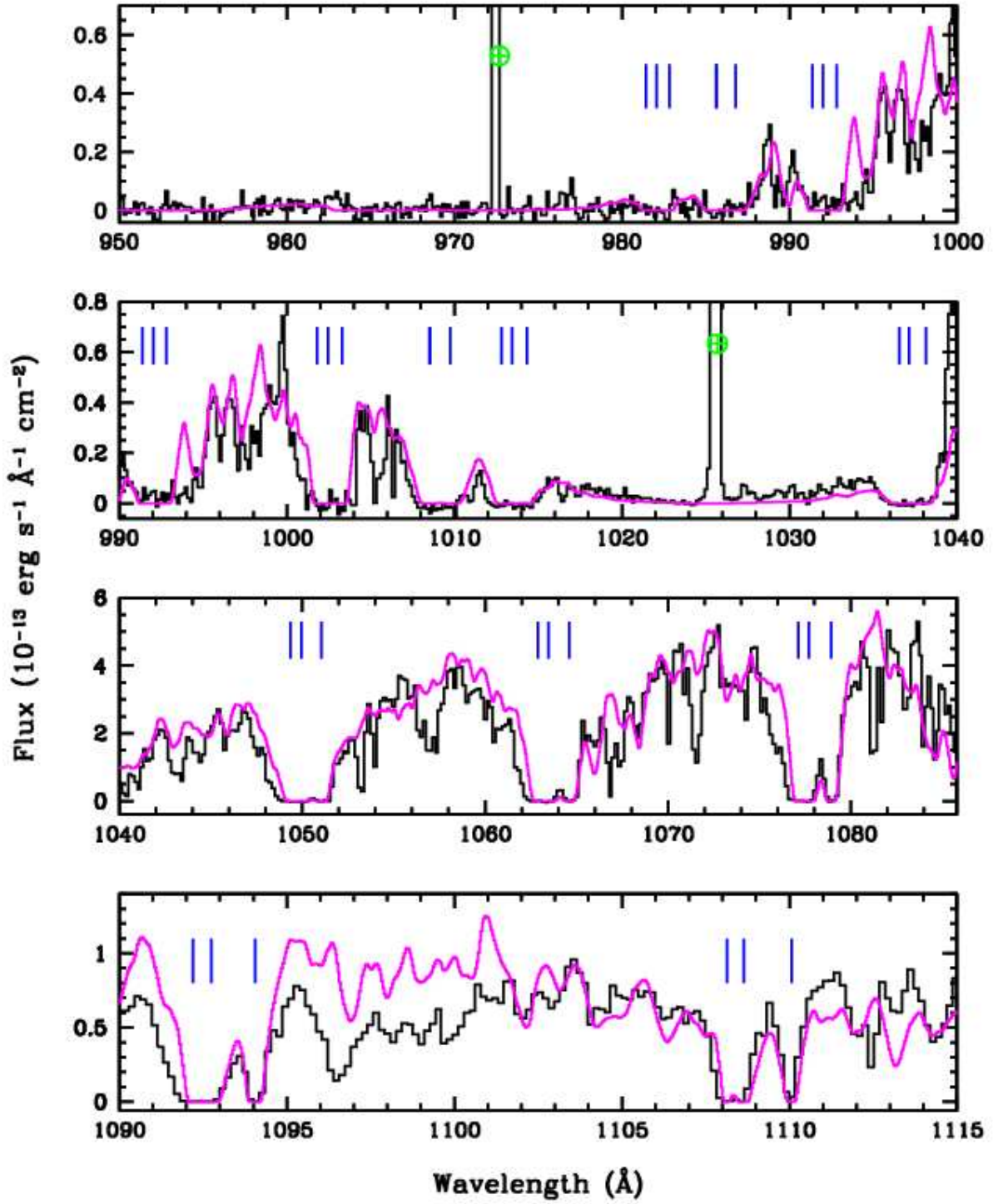


FIG. 5.3 – Comparaison entre le spectre *FUSE* de HD176386 (noir) et le modèle (magenta). Ne sont présentées sur cette figure que les parties du spectre contenant les principales raies d'absorption des niveaux $J = 0$ et $J = 1$ du H₂ qui sont indiquées par des traits bleus. Le symbole $\oplus$ indique les raies d'airglow.

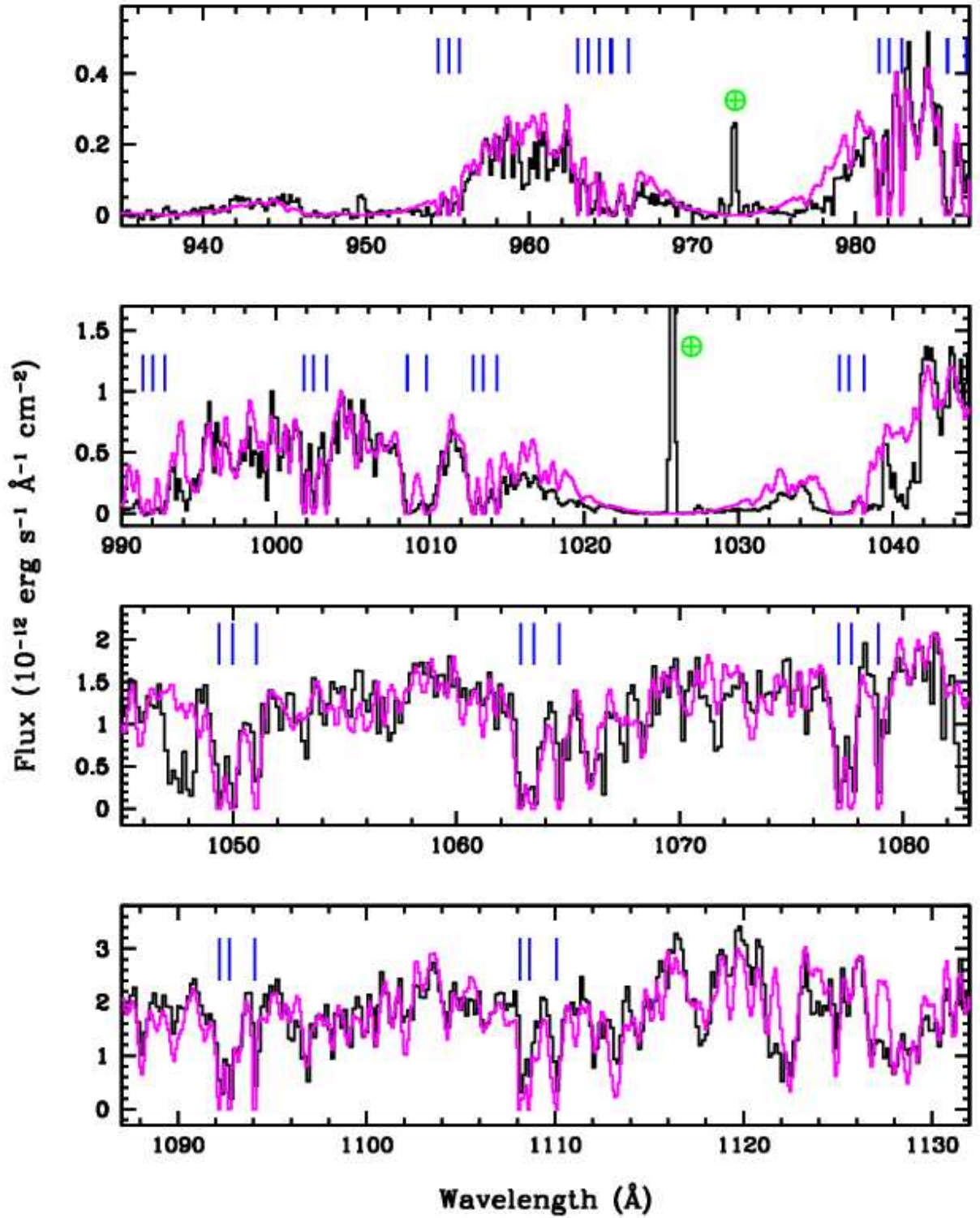


FIG. 5.4 – Comparaison entre le spectre *FUSE* de HD85567 (noir) et le modèle (magenta). Légende : voir Fig 5.3.

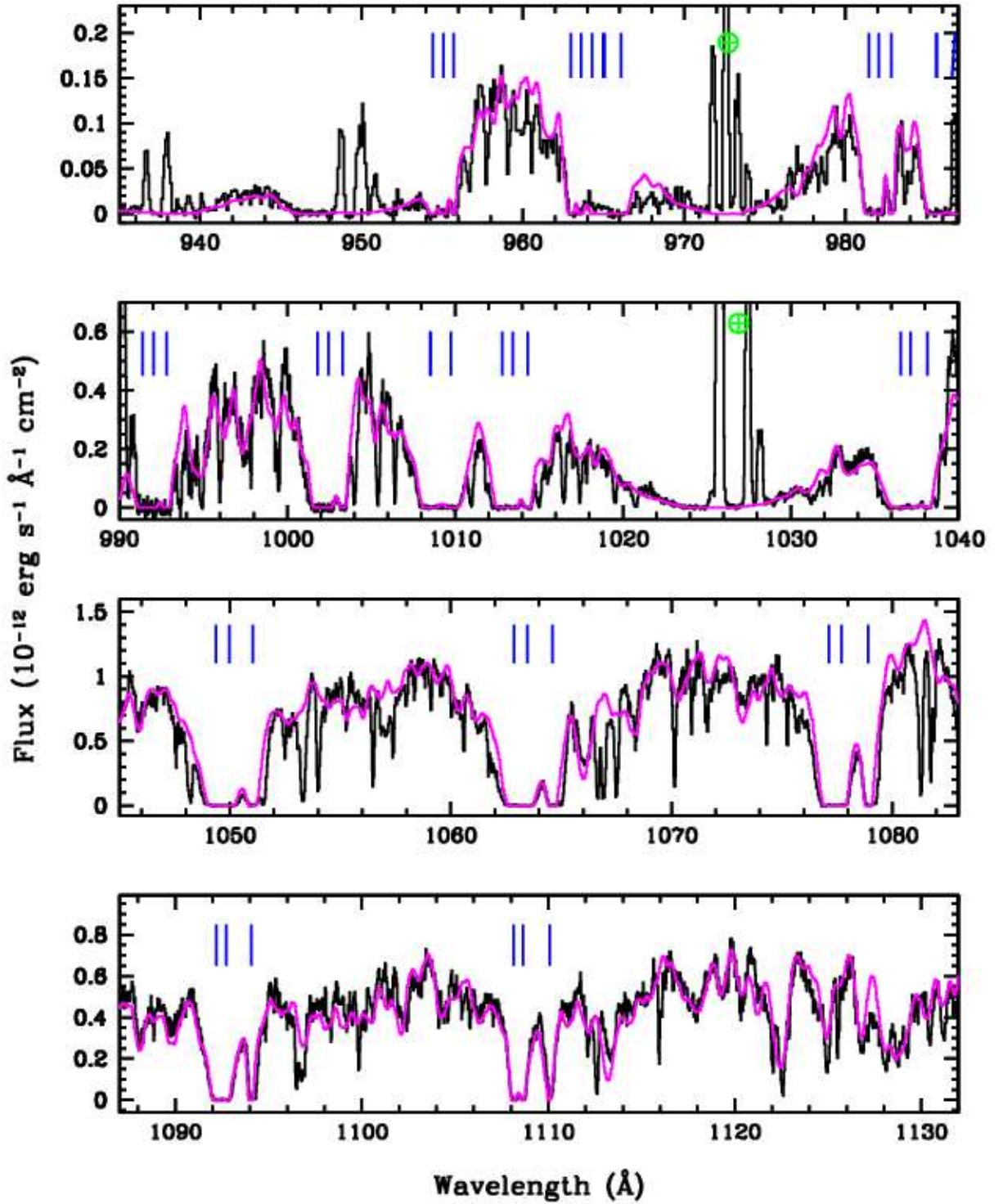


FIG. 5.5 – Comparaison entre le spectre *FUSE* de HD259431 (noir) et le modèle (magenta). Légende : voir Fig 5.3. On remarquera que le flux stellaire dans dernier segment est beaucoup plus faible que dans le autres segments alors que dans ce domaine de longueurs d'onde, il devrait être plus élevé. Ceci est probablement dû à un déplacement de l'étoile dans la fente du spectrographe.

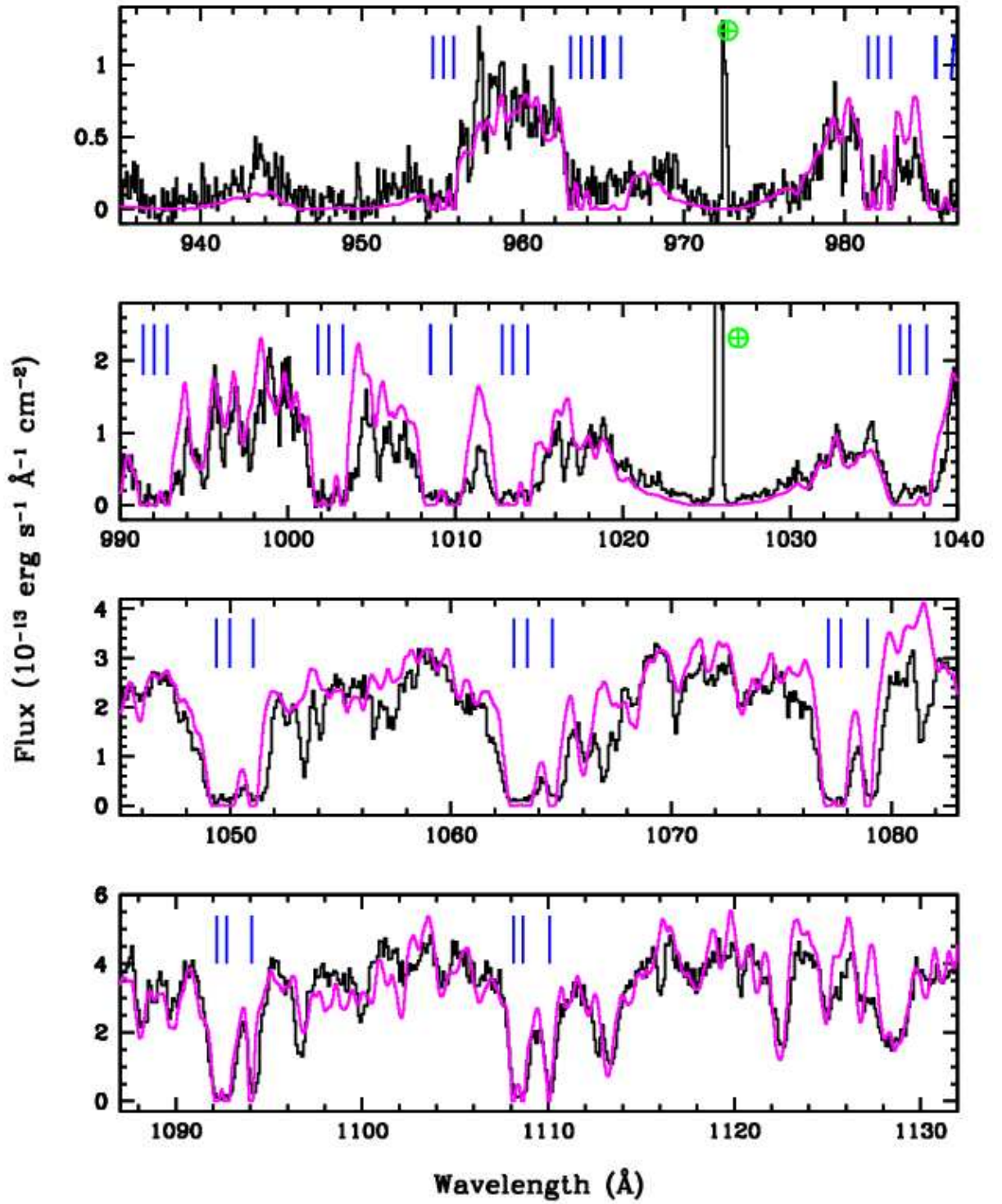


FIG. 5.6 – Comparaison entre le spectre *FUSE* de HD38087 (noir) et le modèle (magenta). Légende : voir Fig 5.3.

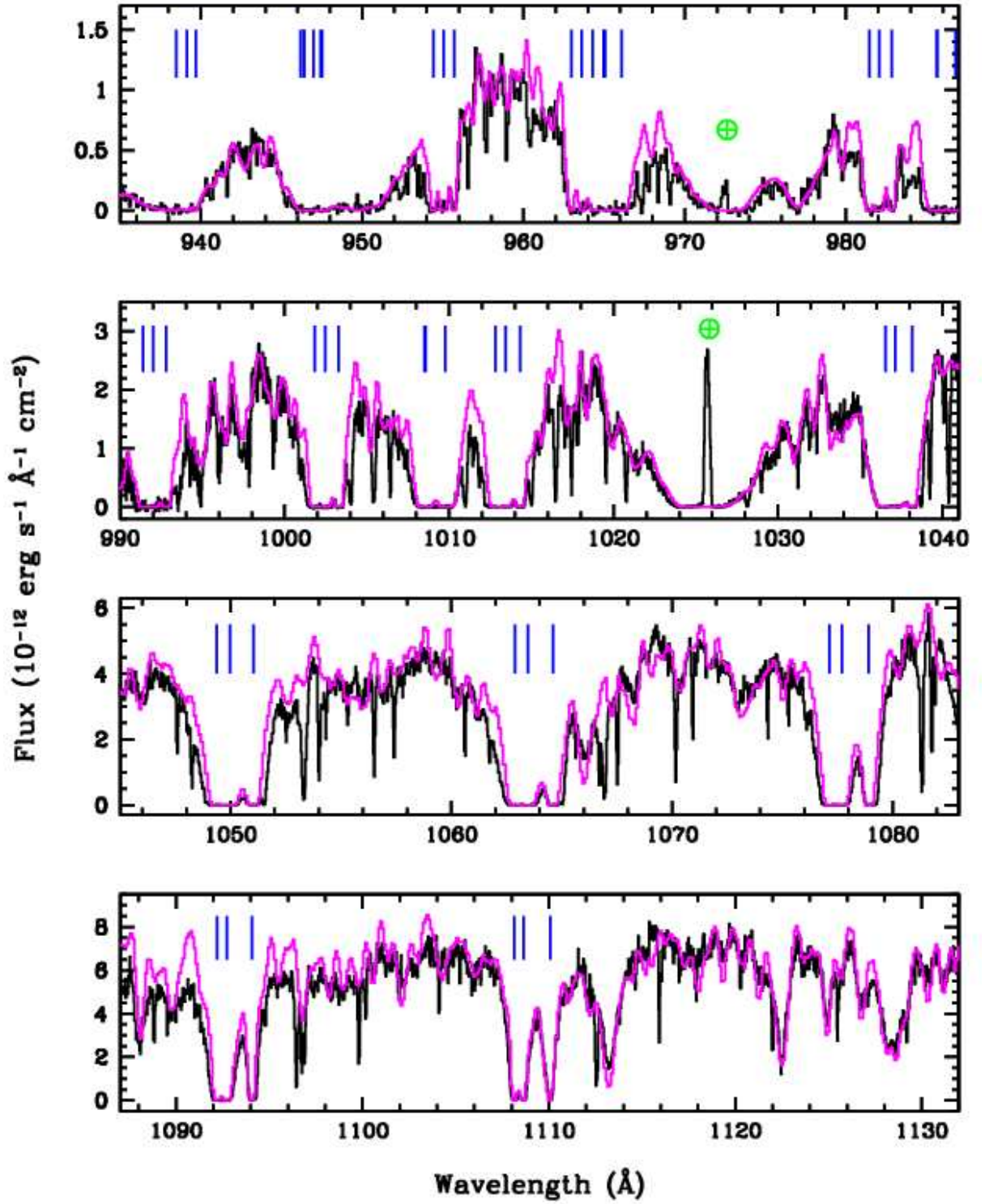


FIG. 5.7 – Comparaison entre le spectre *FUSE* de HD76534 (noir) et le modèle (magenta). Légende : voir Fig 5.3.

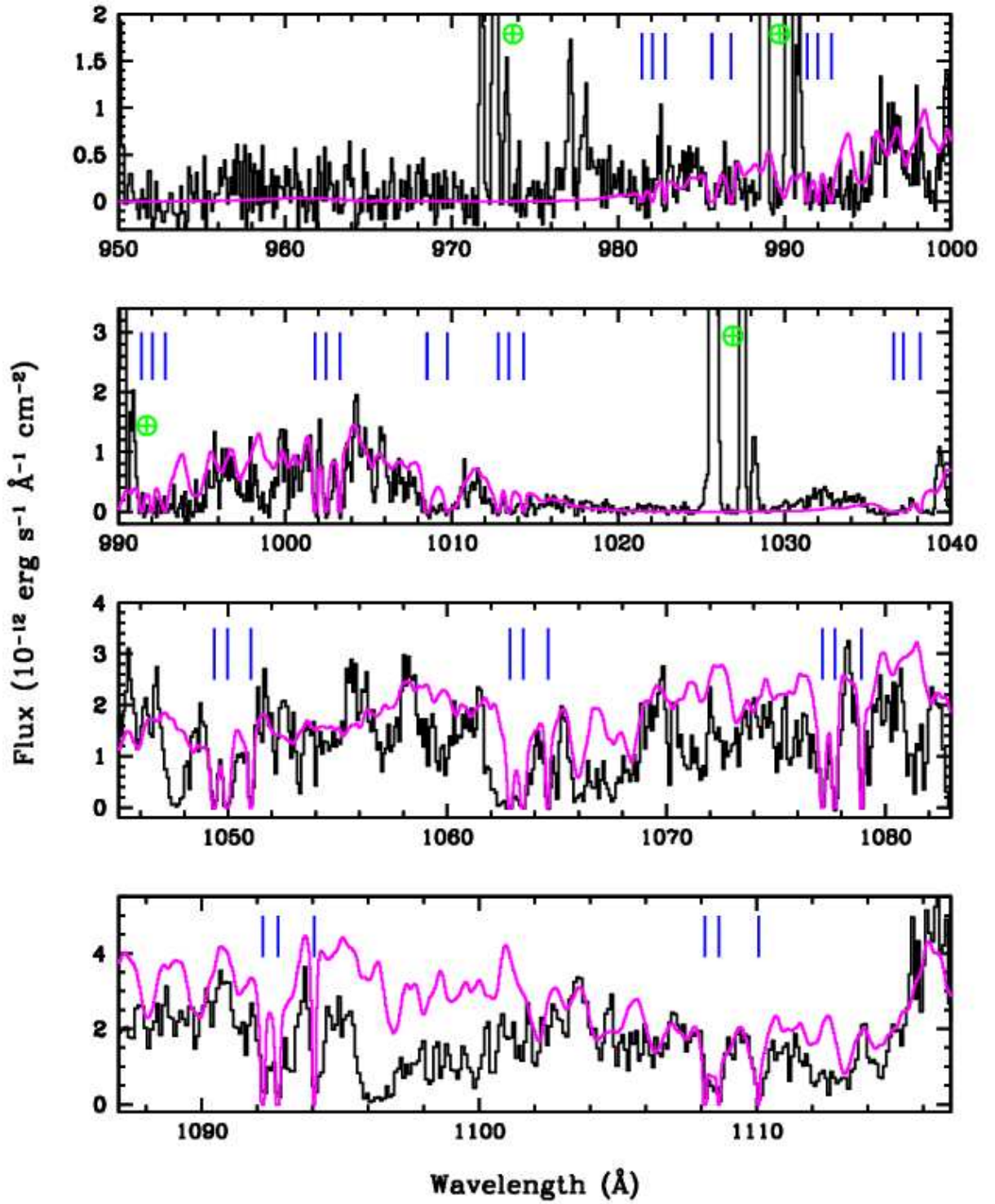


FIG. 5.8 – Comparaison entre le spectre *FUSE* de HD250550 (noir) et le modèle (magenta). Légende : voir Fig 5.3. Ici l'ajustement du modèle aux observations est de qualité moyenne du fait des nombreuses raies d'absorption dues au vent stellaire (pour plus de détails voir Bouret et al. 2003).

5.5 Les espèces atomiques

Les résultats que j'ai obtenus concernant l'hydrogène moléculaire dans l'environnement circumstellaire des étoiles Be, diffèrent de ce que l'on observe généralement dans le milieu interstellaire. Il m'a semblé intéressant de voir si on observait le même comportement de la part des espèces atomiques.

Un premier élément de réponse est qu'on observe de nombreuses raies issues de niveaux élevés de structure fine et de niveaux excités, ce qui est relativement rare dans le milieu interstellaire, car la production de telles raies nécessite la présence de régions chaudes.

J'ai calculé les facteurs de déplétion de chaque élément chimique. Pour cela, j'ai calculé les rapports d'abondance entre les différentes espèces qui sont listées dans la Table 3.4 au chapitre 3, et l'hydrogène neutre autour des étoiles Be ; les densités de colonne de HI étant données dans la Table 5.4, paragraphe 5.3.2. Les rapports d'abondance autour de ces étoiles ainsi que les rapports d'abondance solaires sont présentés dans la Table 5.6. Dans le cas de HD176386, n'ayant pas de densité de colonne de HI, je n'ai évidemment pas pu calculer les rapports d'abondance.

TAB. 5.6 – Rapports d'abondance entre les différentes espèces atomiques et l'hydrogène neutre. Les densités de colonne des espèces atomiques peuvent être trouvées dans la Table 3.4 au chapitre 3, et celles de HI dans la Table 5.4, paragraphe 5.3.2. Abondances solaires d'après Grevesse & Sauval (1998) et Welty et al. (1999).

Log(X/H)	Solaire	HD176386	HD250550	HD85567	HD259431	HD38087	HD76534
Ar	-5.60	–	-5.35	–	–	–	–
Cl	-6.50	–	-5.48	–	–	–	–
Fe	-4.50	–	-3.46	-4.49	-5.66	-5.68	-6.67
Mn	-6.61	–	-5.76	-6.25	-6.52	–	–
N	-4.08	-4.96	-5.13	–	–	–	–
P	-6.55	-6.25	-6.64	-6.66	-4.95	–	–

Les facteurs de déplétion sont donnés par la relation suivante :

$$\delta X = \text{Log}(X/H) - \text{Log}(X/H)_{\odot}$$

J'ai donc comparé les facteurs de déplétions calculés dans l'environnement de ces étoiles à ceux obtenus par Welty et al. (1999) pour des nuages interstellaires froids et tièdes au voisinage solaire. Ces résultats, qui sont présentés dans la Table 5.7 et sur la Figure 5.9, montrent bien que, comme pour l'hydrogène moléculaire, les conditions physiques dans les enveloppes des étoiles Be diffèrent nettement de celles du milieu interstellaire.

Dans les cas de HD250550 et HD85567, les rapports gaz-sur-poussière et les fractions moléculaires ont des valeurs proches de celles observées dans le milieu interstellaire, ce qui suppose que les poussières et l'hydrogène (atomique ou moléculaire) sont dans des conditions physiques caractéristiques du milieu interstellaires. Cependant, les facteurs de déplétion calculés pour les espèces atomiques autour de ces étoiles ne correspondent pas

TAB. 5.7 – Facteurs de déplétion calculés pour les espèces atomiques circumstellaires détectées dans les spectres *FUSE* des étoiles Be. Les deux premières colonnes représentent les facteurs de déplétion calculés pour des nuages interstellaires froids et tièdes dits standards au voisinage solaire, d'après Welty et al. (1999).

	nuage froid 100 K	nuage tiède 3000 K	HD176386	HD250550	HD85567	HD259431	HD38087	HD76534
δAr	—	—	—	+0.25	—	—	—	—
δCl	-0.6	-0.2	—	+1.02	—	—	—	—
δFe	-2.2	-1.4	—	+1.04	+0.01	-1.16	-1.18	-2.17
δMn	-1.5	-1.0	—	+0.85	+0.36	+0.09	—	—
δN	-0.1	-0.1	-0.88	-1.05	—	—	—	—
δP	-0.5	-0.2	+0.30	-0.09	-0.11	+1.60	—	—

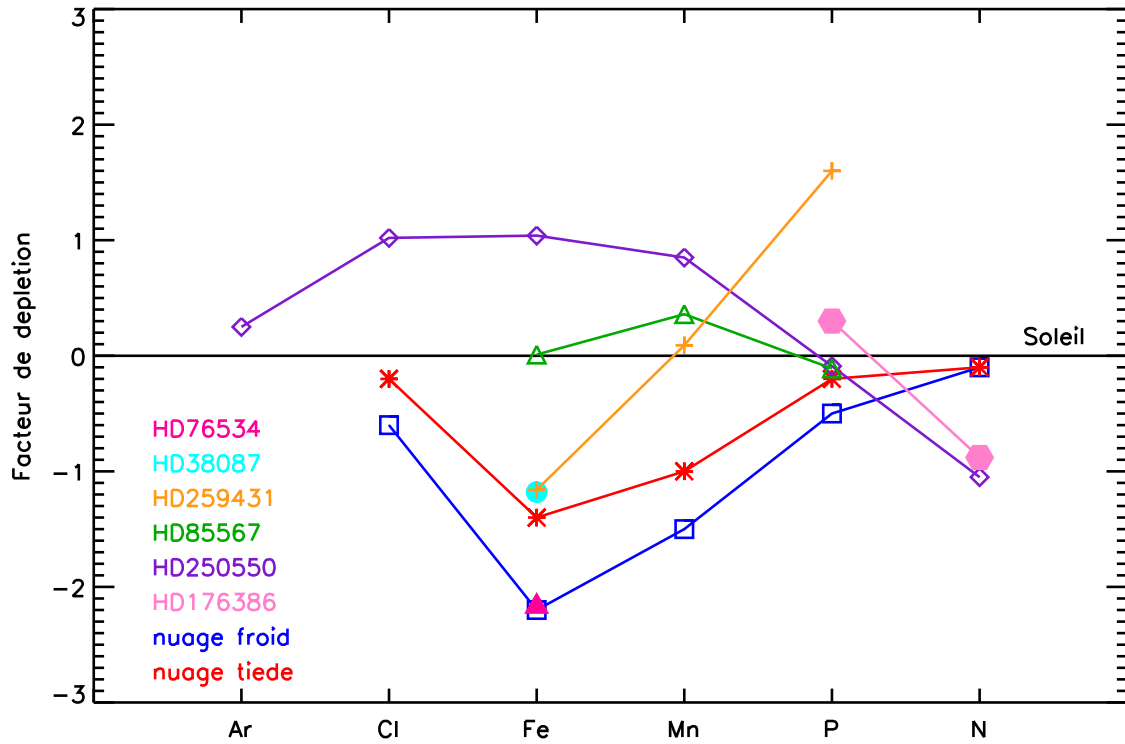


FIG. 5.9 – Facteurs de déplétion de chaque espèce atomique observée dans l'environnement circumstellaire des étoiles Be, comparés à ceux obtenus par Welty et al. (1999) pour des nuages interstellaires froids et tièdes au voisinage solaire.

du tout à ce qui est observé dans le milieu interstellaire. Ce résultat est une preuve supplémentaire en faveur d'une origine circumstellaire pour le gaz observé. Il est donc probable que les différentes espèces chimiques ne sondent pas les mêmes régions de l'enveloppe autour des étoiles. En effet, si on admet que le processus dominant est la formation de H_2 sur les grains de poussière, comme c'est le cas dans le milieu interstellaire, il est naturel de retrouver un rapport gaz-sur-poussière de type interstellaire. Par contre, si les espèces atomiques et ionisées ne se trouvent pas dans les mêmes régions que le H_2 , elles sont certainement soumises à des processus physiques différents, qui pourraient modifier l'équilibre et les abondances. Ceci reste à confirmer par une analyse plus approfondie de la structure de ces environnements, notamment en observant des raies d'émission comme les transitions rotationnelles du H_2 qui permettent de tracer la distribution spatiale du gaz ainsi que sa dynamique.

Les étoiles Be de notre échantillon sont donc probablement entourées d'enveloppes circumstellaires, résidus des nuages moléculaires dans lesquels elles se sont formées. Cependant, l'étude des spectres *FUSE* a montré que ces enveloppes n'étaient pas primordiales mais plutôt évoluées.

5.6 Séquence d'évolution

La Figure 5.10 montre les densités de colonne totales du H_2 circumstellaire autour des étoiles Be en fonction de l'âge de ces étoiles. Le calcul du paramètre de corrélation linéaire étant de 0.25, on peut conclure qu'il n'y a aucune corrélation entre ces deux grandeurs. Ce résultat est très surprenant car l'analyse des spectres *FUSE* favorise une interprétation en termes d'enveloppe plus ou moins sphérique autour de ces étoiles, géométrie qui n'est pas affectée par des effets d'inclinaison. De ce fait, on s'attend à trouver moins de H_2 autour des étoiles les plus vieilles. Cette absence de corrélation peut s'expliquer par les problèmes de détermination des âges de ces étoiles. En effet, ces étoiles étant très massives et très lumineuses, leur temps d'évolution vers la séquence principale est très rapide et par conséquent leurs âges sont très difficiles à estimer (voir chapitre 1).

Sur cette figure, HD176386 est un cas particulier. En effet, cette étoile fait partie d'un système binaire enfoui dans son nuage moléculaire d'origine (Knacke et al. 1973; Grady et al. 1993; Chini et al. 2003). On peut supposer que le nuage parent de ce système est plus dense qu'un nuage moléculaire géniteur d'une seule étoile. Ceci expliquerait pourquoi le point représentant HD176386 sur la Figure 5.10 semble différer significativement des points représentant les autres étoiles.

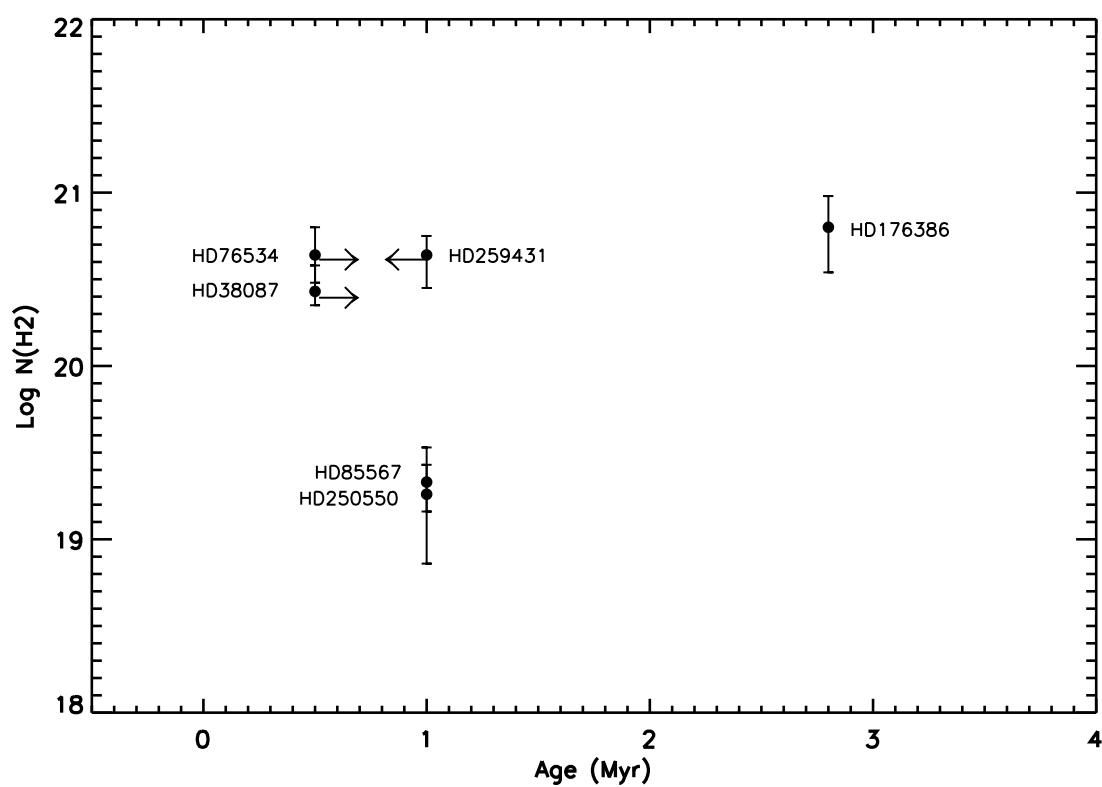


FIG. 5.10 – Densités de colonne du H_2 circumstellaire en fonction de l'âge des étoiles Be.