# election des 'etoiles

### Sommaire

<b>2.1</b>	L'échantillon d'étoiles	17
2.2	A propos des étoiles de l'échantillon	<b>22</b>
2.3	Les spectres <i>FUSE</i> des étoiles de l'échantillon	37

## 2.1 L'échantillon d'étoiles

L'échantillon d'étoiles que j'ai étudié durant ces trois années de thèse, contient 19 étoiles dont le type spectral s'échelonne de F4 à B2. Cet échantillon est hétérogène du fait que les étoiles ont été observées dans le cadre de différents programmes scientifiques, dont les objectifs diffèrent de l'un à l'autre. De ce fait, les étoiles de cet échantillon ne présentent pas toutes des caractéristiques communes. Cependant, l'objectif de mon étude était de constituer un échantillon aussi large que possible afin de déterminer la composition et l'état physique de la composante gazeuse circumstellaire autour d'étoiles d'âges et donc d'états d'évolution différents, ceci afin de mieux comprendre l'origine de ce gaz et son évolution jusqu'aux dernières phases de la formation planétaire.

La plupart des étoiles de type spectraux plus tardifs que B9 ont été observées dans le cadre du "Programme Disques Circumstellaires" de *FUSE* (programmes P et Q, voir Table 2.1). Initialement, les cibles de ce programme ont été sélectionnées pour leurs similitudes spectrales connues ou suspectées avec l'étoile  $\beta$ -Pictoris (Grady et al. 1996, 1997). Ces étoiles présentent des excès de flux infrarouge ainsi que des caractéristiques spectroscopiques, en particulier des composantes en absorption fines dans le domaine des IR, variables et décalées vers le rouge par rapport à l'étoile, qui laissent supposer la présence de matière circumstellaire.

Les étoiles Be de l'échantillon, pour lesquelles aucune preuve directe de disque n'a été trouvée, ont été observées dans le cadre de programmes du temps ouvert de l'instrument (voir Table 2.1), et ont été sélectionnées selon trois critères principaux :

- un fort rougissement, preuve de la présence d'une quantité significative de poussières circumstellaires.
- une valeur élevée du  $v \sin i$  qui assure que, dans le cas où un disque est présent, la ligne de visée traverse le disque. En effet, un  $v \sin i$  élevé est une preuve d'un

angle d'inclinaison important de l'axe de rotation de l'étoile par rapport à la ligne de visée.

 - un type spectral plus précoce que B9 qui garantit un flux photosphérique important dans le FUV, permettant l'observation de raies d'absorption.

Les étoiles observées sont, pour la plupart, des étoiles pré-séquence principale appartenant à la classe des étoiles Ae/Be de Herbig. Deux étoiles de cet échantillon, HD141569 et HD109573, sont des étoiles de Herbig dites de transition. Certains auteurs les classent étoiles de Herbig, alors que d'autres les qualifient d'étoiles de la séquence principale. En effet, ces objets de transition présentent des caractéristiques d'étoiles de Herbig mais dans un diagramme HR, elles apparaissent sur la ZAMS. Enfin, l'échantillon contient  $\beta$ -Pictoris, qui est une étoile de la séquence principale de type spectral A5.

La Table 2.2 présente les paramètres stellaires principaux de ces étoiles. Pour certaines étoiles, les températures effectives et les  $v \sin i$  ont été déterminés par l'ajustement d'un spectre synthétique sur les spectres FUV et UV. En effet, pour une même étoile, des températures effectives très diverses (sur des intervalles de plusieurs milliers de Kelvins) sont répertoriées dans la littérature, et dépendent du type d'observations et/ou de la méthode utilisée pour la détermination. En ce qui concerne HD100546 et HD176386, ces deux étoiles sont répertoriées dans la littérature comme ayant quasiment la même température effective, 10470 K pour HD100546, et 10700 K pour HD176386, et donc le même type spectral (B9V). Or, la distribution spectrale d'énergie dans le FUV de ces étoiles est totalement différente. Le flux photosphérique de HD176386 dans le FUV est détectable jusqu'à 1000Å, alors que celui de HD100546 devient très faible en-dessous de 1100Å, ce qui prouve que cette dernière est beaucoup plus froide. L'ajustement de spectres synthétiques d'atmosphère stellaire sur les spectres observés, a permis d'estimer la température de HD176386 à ~12000 K. La même méthode a été utilisée pour plusieurs étoiles de l'échantillon (voir Annexe A et Bouret et al. 2003).

Les âges et les masses des étoiles ont été calculés pour cette étude par L. Testi à partir des modèles d'évolution de Palla & Stahler (1999).

La Figure 2.1 présente les étoiles de l'échantillon reportées dans un diagramme HR qui montre leur statut évolutif. Comme on peut le remarquer, certaines étoiles massives de l'échantillon semblent être déjà sur la séquence principale, alors qu'elles répondent parfaitement aux critères de classification des étoiles de Herbig énoncés au chapitre 1. Ceci provient principalement du fait que d'importantes incertitudes existent sur la détermination des masses des étoiles à partir des modèles d'évolution tels celui de Palla & Stahler (1993), et donc sur l'âge des étoiles.



FIG. 2.1 – Diagramme HR montrant le statut évolutif des étoiles de l'échantillon.

Étoile Nom du P.I. V Temps total δ Programme Fente  $\alpha$ (2000)FUSE (2000)(mag) de pose (ks)  $\beta$ -Pic 05 47 17.09 P219 LWRS -51 03 59.45 3.86 A. Vidal-Madjar 24.78Q119 M. Deleuil 34.50LWRS C132 J.-C. Bouret 47.79 LWRS A. Lecavelier des Etangs LWRS HD135344 15 15 48.44  $-37\ 09\ 16.03$ 8.61 Q306 8.44 HD100453 11 33 05.57 -54 19 28.54 7.79 C126 C. Grady 11.79LWRS HD36112 05 30 27.53  $+25\ 19\ 57.08$ 8.29 Q319 M. Deleuil 7.10LWRS E. Wilkinson LWRS HD104237 12 00 05.08 -78 11 34.56 6.59P163 18.97 P263 E. Wilkinson LWRS 20.84 P219 LWRS HD163296 17 56 21.29 -21 57 21.88 6.87 A. Vidal-Madjar 15.92A. Lecavelier des Etangs LWRS Q219 16.16NX PUP 07 19 28.26 -44 35 11.28 Z906 **Observatory** Program LWRS 9.96 17.80 AB Aur 04 55 45.84  $+30\ 33\ 04.29$ 7.06 P119 A. Vidal-Madjar 13.66 LWRS P219 A. Vidal-Madiar 15.55LWRS LWRS BD+46°3471 21 52 34.10 +47 13 43.6110.16Z906 **Observatory** Program 10.09M. Deleuil HD141569 15 49 57.75 -03 55 16.36 7.0Q319 6.79LWRS A. Vidal-Madjar LWRS HD100546  $11 \ 33 \ 25.44$ -70 11 41.24 6.70 P119 10.35P219 LWRS A. Vidal-Madjar 11.94HD109573 12 36 01.03 -395210.225.78B091 M. Jura 12.38LWRS BD+61°154 00 43 18.25  $+61\ 54\ 40.13$ 10.64Z906 **Observatory** Program 4.70 LWRS LWRS HD176386 19 01 38.93 -36 53 26.55 7.30 P119 A. Vidal-Madjar 14.98P219 A. Vidal-Madjar 27.39LWRS C. Catala 06 01 59.99 B038 LWRS HD250550  $+16\ 30\ 56.73$ 9.57 9.06 Observatory Program LWRS HD85567 09 50 28.54 -60 58 02.96 8.57 Z906 7.06 LWRS C. Catala HD259431 06 33 05.19  $+10\ 19\ 19.98$ 8.81 B038 16.68 $05 \ 43 \ 00.57$ 8.32 A063 A. Witt 31.12 LWRS HD38087 -02 18 45.37 P116 T.P. Snow 4.00MDRS C. Catala LWRS HD76534 08 55 08.71 -43 27 59.86 8.02 B038 5.71

TAB. 2.1 – Programmes d'observations pour chaque étoile de l'échantillon. La fente de FUSE LWRS a pour taille  $30^{\circ} \times 30^{\circ}$  et la MDRS,  $4^{\circ} \times 20^{\circ}$ .

Étoile	Type	$T_{eff}$	E (B-V)	$v \sin i$	Vrad	Age <sup>(b)</sup>	Masse <sup>(b)</sup>	Distance	$\log L_*$	Inclinaison	Ref.
	Spectral	(K)		$(\mathrm{kms^{-1}})$	$(\mathrm{kms^{-1}})$	(Myr)	$({ m M}_{\odot})$	(pc)	$(L_{\odot})$	du disque (°)	
$\beta$ Pic	A5V	8200	0.02	140	+20	20	1.75	19.3	0.94	$\sim 0$	1,2,3,4,5,6
HD $135344$	F4V	6750	0.15	69	-3	30	1.3	84	0.48	$79\pm2$	1,7,8,9,10
HD $100453$	A9	7500	0.08	39	_	10	1.7	114	0.95	$\sim\!65$	1, 8, 9, 11, 12
HD 36112	A5	8120	0.07	60	+17.6	3.1	2.0	200	1.35	53 - 57	1,10,12,13,14,1
HD 104237	A4	8500	0.10	10	+14	2	2.3	116	1.55	$78\pm4$	1,8,12,13,16,17
HD 163296	A1Ve	8700	0.06	133	+4	4.7	2.2	122	1.48	$60\pm5$	$1,\!13,\!18,\!19,\!20$
NX PUP	A0	9770	0.19	120	_	2.8	2.4	450	1.63	?	$1,\!13,\!21,\!22,\!23$
AB Aur	A0V	9800	0.16	100	+21	2.6	2.4	144	1.68	55-63	$1,\!24,\!25,\!26,\!27$
$BD+46^{\circ}3471$	A0/B9V	9800	0.29	150	+8	0.5	2.5	900	2.18	?	$1,\!13,\!26,\!28,\!29$
$HD \ 141569$	B9V	10040	0.13	236	-6.4	5	2.0	108	1.35	$51\pm3$	1,13,30,31
HD $100546$	B9V	10470	0.08	55	+17	$\geq 9.0$	2.4	103	1.51	$51\pm3$	$1,\!12,\!13,\!32,\!33$
$HD \ 109573$	B9	10500	0.03	152	+9.4	$\geq 8$	2.2	67	1.37	$20.5\pm3$	$1,\!34,\!35,\!36,\!37$
$BD+61^{\circ}154$	B9/B8	11200	0.69	—	-28	0.2	4.3	650	2.52	?	1,24,26,39
HD 176386	B9/B8	12000 (a)	0.19	220	+7.3	2.8	2.7	140	1.69	n	1,38
HD $250550$	B7	$12800^{(a)}$	0.22	$110^{(a)}$	+31	1.0	3.6	$\geq 160$	2.19	n	1,13,24,40
HD 85567	B5V	$15200^{(a)}$	0.23	$60^{(a)}$	0/-5	1.0	4.2	$\geq 480$	2.54	n	1,13,41
HD 259431	B5	$15900^{(a)}$	0.26	$95~^{(a)}$	+43	$\leq 1.0$	4.4	290-800	2.52	n	1,13,24,40
HD 38087	B5V	$16500^{(a)}$	0.29	$100^{(a)}$	+33	$\geq 0.5$	4.5 - 4.7	381	2.61	n	$_{1,16}$ (c)
HD $76534$	B2	20000 (a)	0.32	$110^{(a)}$	+17	$\geq 0.5$	$\geq 5$	$\geq 160$	2.83	n	1, 13, 24, 42

TAB. 2.2 – Paramètres physiques principaux des étoiles de l'échantillon.

"?" pour les étoiles supposées avoir des disques mais dont l'inclinaison n'a jamais été estimée; "n" pour les étoiles dont on n'a aucune preuve de la présence d'un disque. Les angles d'inclinaison des disques sont donnés par rapport à la ligne de visée.

(a) Déterminé à partir de notre modélisation du spectre (détails sur la méthode Bouret et al. 2003); (b) Calculés par Dr. L. Testi à partir des modèles d'évolution de Palla & Stahler (1999); (c) Luminosité calculée grâce aux corrections bolométriques;

(1) base de données SIMBAD; (2) Smith & Terrile (1984); (3) Barrado y Navascués et al. (1999); (4) Deleuil et al. (2001); (5) Bouret et al. (2002); (6) Crifo et al. (1997); (7) Malfait et al. (1998); (8) Meeus et al. (2001); (9) Dominik et al. (2003); (10) Dent et al. (2005); (11) Meeus et al. (2002); (12) Acke & Waelkens (2004); (13) van den Ancker et al. (1998); (14) Beskrovnaya et al. (1999); (15) Eisner et al. (2004); (16) Bertout et al. (1999); (17) Grady et al. (2004); (18) Cidale et al. (2001); (19) Mora et al. (2001); (20) Grady et al. (2000); (21) Corcoran & Ray (1997); (22) Valenti et al. (2000); (23) Böhm & Catala (1995); (24) Finkenzeller & Jankovics (1984); (25) Böhm & Catala (1993); (26) Bouret & Catala (1998); (27) Eisner et al. (2003); (28) Lada (1985); (29) Hernández et al. (2004); (30) Dunkin et al. (1997); (31) Weinberger et al. (1999); (32) Donati et al. (1997); (33) Augereau et al. (2001); (34) Torres et al. (2003); (35) Royer et al. (2002); (36) Gerbaldi et al. (1999); (37) Augereau et al. (1999); (38) Siebenmorgen et al. (2000); (39) Millan-Gabet et al. (2001); (40) Bouret et al. (2003); (41) Miroshnichenko et al. (2001); (42) Martin et al. (2004).

# 2.2 A propos des étoiles de l'échantillon

### 2.2.1 Les étoiles à disques

#### $\beta$ -Pictoris

Le disque de  $\beta$ -Pictoris, étoile de la séquence principale de type A5, est le premier disque circumstellaire observé directement en imagerie optique (Smith & Terrile 1984, voir Figure 2.2). C'est certainement l'un des systèmes les plus remarquables non seulement par ses dimensions, le disque s'étendant sur plus de 1200 AU autour de l'étoile (Smith & Terrile 1987; Kalas & Jewitt 1995) et sa masse estimée à quelques masses lunaires (Zuckerman & Becklin 1993), mais également par la complexité de sa composante gazeuse.



FIG. 2.2 – Images coronographiques HST du disque de seconde génération autour de l'étoile évoluée  $\beta$ -Pictoris (C. Burrows & J. Krist, 1996).

Le disque de  $\beta$ -Pictoris appartient à la classe de disques appelés disques de seconde génération (Backman & Paresce 1993; Lagrange et al. 2000). Dans un tel disque, optiquement mince, la pression de radiation venant de l'étoile expulse les particules de taille inférieure au micron sur une échelle de temps de l'ordre d'une orbite (Artymowicz 1988). Par ailleurs, les collisions entre particules de taille supérieure au micron produisent des fragments sub-millimétriques, qui sont eux aussi expulsés rapidement du système par la pression de radiation. De ce fait, le temps de vie d'un grain de poussière circumstellaire typique dans un tel disque, n'est que de quelques milliers d'années, ce qui est vraiment très court en comparaison de l'âge d'une étoile de la séquence principale. Par conséquent, la poussière présente dans de tels disques de débris ne peut pas être primordiale, d'où le nom de "seconde génération". Cette poussière est produite par la destruction de corps solides de type astéroïdes ou comètes. Ce mécanisme de production passe peut-être par des collisions entre planétésimaux, et/ou par l'évaporation de corps cométaires, scénario confirmé par les observations du gaz (voir revue de Vidal-Madjar et al. 1998). L'orientation particulièrement favorable du disque qui est vu par la tranche, a permis dès 1985 de mettre en évidence une contrepartie gazeuse au disque de poussière (Kondo & Bruhweiler 1985; Hobbs et al. 1985). Cette composante gazeuse se traduit par la présence de raies spectrales fines en absorption au fond des raies photosphériques correspondant à des éléments neutres comme le Fe I ou ionisé comme le Ca II, le Fe II, l'Al III ou encore le C IV (e.g. Lagrange-Henri et al. 1988; Deleuil et al. 1993; Vidal-Madjar et al. 1994; Lagrange et al. 1995). Certaines de ces raies présentent des variabilités sur des échelles de temps allant de quelques heures à quelques jours. Les variations rapides de certaines raies comme le Ca II K ont été attribuées à l'évaporation de corps de type cométaires, les "Falling Evaporating Bodies" (ou FEBs), en chute libre vers l'étoile. Cette hypothèse a été validée par des simulations numériques (Beust et al. 1991, 1998).

La découverte des raies en émission de OVI, CIII, ainsi que du multiplet du CIII excité dans le spectre FUSE de  $\beta$ -Pictoris est une première (Deleuil et al. 2001). Elles apportent la preuve d'un milieu très chaud, ionisé par collisions, relativement proche de l'étoile, analogue au système chromosphère-région de transition tel celui mis en évidence pour certaines étoiles de Herbig (chapitre 1). Cette hypothèse a été validée sur la base d'un modèle physique numérique d'une telle région, incluant un code de synthèse spectrale (Bouret et al. 2002). La découverte d'une telle activité est importante car elle confirme que l'activité stellaire existe même dans les étoiles de la séquence principale de type spectral aussi précoce que  $\beta$ -Pictoris. En effet, les modèles standards d'évolution stellaire prédisent que les étoiles de type A ne possèdent pas de zone convective capable, par dissipation magnétique et/ou acoustique, de chauffer le gaz de la haute atmosphère stellaire jusqu'à plusieurs centaines de milliers de Kelvins.

Cependant, il convient de noter que l'observation du triplet de O VII en émission dans le domaine des rayons X avec satellite XMM-NEWTON, ont été interprétées comme des signes d'accrétion plutôt qu'en terme de chromosphère étendue par M. et al. (2005).

#### HD141569A

HD141569A est une étoile dite de transition de type spectral B9. Elle est l'étoile primaire d'un système triple. Ses compagnons sont des étoiles de type spectral M2 et M4, respectivement. Elle est entourée d'un disque de débris incliné de  $51^{\circ}\pm3^{\circ}$  par rapport à la ligne de visée, s'étendant sur 400 AU autour de l'étoile, et qui a été observé en imagerie directe (voir Figure 2.3; Weinberger et al. 1999; Augereau et al. 1999; Mouillet et al. 2001; Clampin et al. 2003).

Le disque présente une structure en double anneau (Figure 2.3), c'est-à-dire que le disque présente une région déficiente en matière circumstellaire ou un gap (e.g. Weinberger et al. 1999; Dent et al. 2005). Il est supposé être aplati (Acke et al. 2005), puisque la SED de l'étoile a les mêmes propriétés que les SEDs du groupe II de Meeus et al. (2001).

La SED de cette étoile présente un fort excès de flux dans l'infrarouge lointain, et un faible excès dans le proche infrarouge, aux longueurs d'ondes inférieures à  $5\mu m$  (Malfait et al. 1998). Ceci implique que la poussière a été dissipée dans les régions du disque les plus proches de l'étoile, résultat confirmé par les observations en CO de Brittain & Rettig (2002) qui montrent que les parties internes du disque, à moins de 17 AU de l'étoile, sont "vides" de gaz et de poussière. Ces derniers ont également observés du H<sub>3</sub><sup>+</sup> en émission,



FIG. 2.3 – Disque de HD141569 imagé par le HST/STIS dans le domaine visible (Mouillet et al. 2001; Augereau & Papaloizou 2004).

supposé provenir d'un coeur dense, de type embryon de planète gazeuse, orbitant autour de l'étoile. Cependant, Goto et al. (2005) ont tenté à plusieurs reprises entre 2001 et 2005, de détecter 11 transitions différentes de  $H_3^+$  sans succès.

Dunkin et al. (1997) ont observé dans le domaine visible la raie H $\alpha$  qui présente un profil double pic interprété comme une signature de rotation Képlérienne. Contrairement à la raie H $\alpha$ , la raie de [O I] à 6300.31Å a un profil simple pic mais est très large. Acke et al. (2005) ont conclu de leur modélisation de cette raie d'émission qu'un tel profil indique que l'[O I] ne peut pas provenir du disque, puisque l'étoile n'illumine pas les régions externes du disque qui est supposé être de type "*self-shadowed*". Ces auteurs évoquent la possibilité que l'[O I] provienne des régions plus proches de l'étoile que le bord interne du disque.

Enfin, à partir d'observations spectroscopiques en absorption à très haute résolution dans le domaine visible, Sahu et al. (1998) ont identifié deux composantes en vitesse radiale sur la ligne de visée en direction de HD141569A. La première a une vitesse radiale de  $+5.1 \text{ km s}^{-1}$  et est probablement proche de l'étoile, et la seconde a une vitesse de  $+20.1 \text{ km s}^{-1}$  (également détectée dans le même domaine de longueurs d'onde par Penprase 1993), et correspond à l'enveloppe de faible extinction du nuage sombre interstellaire L134N (les vitesses sont données dans le référentiel de l'étoile). Il convient cependant de souligner que la présence de la composante à  $+5.1 \text{ km s}^{-1}$  n'a été détectée qu'à partir de la seule raie d'absorption de Ca II K, alors que la composante à  $+20.1 \text{ km s}^{-1}$  est observée dans les raies de Ca II K, Na I D1 et D2, K I et CH. Dunkin et al. (1997) ont également observé des raies d'absorption de Na I D1 et D2 plus profondes que les raies prédites par leur modèle photosphérique, et ont conclu, du fait du manque de résolution spectrale, à la possible présence d'une composante circumstellaire.

HD109573 est également une étoile dite de transition de type spectral B9. La présence d'un disque de débris a été mise en évidence par les observations en imagerie directe dans le proche infrarouge (Augereau et al. 1999). De ces observations, Augereau et al. (1999) ont déduit que le disque est vu sous une faible inclinaison, soit  $20.5\pm3^{\circ}$  par rapport à la ligne de visée (voir Figure 2.4). Le disque de poussières a une structure en double anneau, détectée également en imagerie dans le domaine des infrarouges moyens. Le bord interne du premier anneau est situé entre 4 et 9 AU de l'étoile, et l'anneau externe débute à environ 70 AU de l'étoile (Wahhaj et al. 2005; Augereau et al. 1999) et a une épaisseur d'environ 15 AU avec une inclinaison de  $13\pm1^{\circ}$  par rapport à la ligne de visée (Telesco et al. 2000). Ces deux anneaux sont séparés par une région vide de matière située entre 55 et 60 AU de l'étoile centrale, conséquence probable de la formation planétaire (Augereau et al. 1999).



FIG. 2.4 – Image coronographique  $HST/NICMOS(1.1\mu m)$  du disque de débris autour de l'étoile HD109573 (Telesco et al. 2000).

Le disque de HD109573 est très pauvre en gaz, en accord avec son statut de disque de débris (Augereau et al. 1999). Dans le domaine sub-millimétrique, aucune raie d'émission de CO provenant du disque n'a été observée (Liseau 1999). Une étude identique a été menée par Greaves et al. (2000). Ces auteurs ont montré que la limite supérieure sur la quantité de poussières implique que le disque contient moins de 1 à 7  $M_{\oplus}$  de  $H_2$ .

Des raies d'absorption du Fe II, du Si II et du Ca II ont été observées en optique et dans le domaine FUV en direction de cette étoile (Holweger et al. 1999; Chen & Kamp 2004). Deux composantes en vitesse radiale ont été observées dans le spectre *FUSE* par Chen & Kamp (2004) pour ces espèces et sont vraisemblablement d'origine interstellaire. Ces derniers ont estimé que du gaz en rotation Képlérienne situé à 70 AU de l'étoile, devrait avoir une vitesse radiale de ~+5.5 km s<sup>-1</sup>. De plus, à une telle distance de l'étoile, les niveaux d'énergie sont peuplés par *UV pumping* faisant apparaître les niveaux de structure fine des différentes espèces (voir Annexe B). Or, aucune raie correspondant aux niveaux de structure fine des espèces atomiques n'a été observée (Chen & Kamp 2004). En supposant que le disque de HD109573 est composé en grande partie de gaz atomique, avec leur modèle de disque, ces auteurs ont estimé que la température du gaz est de 65 K et que la masse de gaz contenue dans le disque doit être inférieure à 1  $M_{\oplus}$ . Les observations dans le domaine sub-millimétrique impliquent une masse de poussière supérieure à  $0.25 \, \mathrm{M}_{\oplus}$ (Greaves et al. 2000). A partir de ces limites, Chen & Kamp (2004) ont déduit un rapport gaz-sur-poussière très faible pour le disque ( $\leq 4$ ). Cependant, le modèle utilisé étant un modèle de gaz en équilibre hydrostatique, la masse de gaz dépend de sa température et par conséquent, le rapport gaz-sur-poussière dépend également de la température. La modélisation des raies observées en fonction de la température du gaz a permis à Chen & Kamp (2004) de montrer qu'un rapport gaz-sur-poussière de 100 est en accord avec les densités de colonne de toutes les espèces observées à l'exception du CII, qui lui, nécessite un rapport gaz-sur-poussière de 2 pour être reproduit correctement. Un rapport gaz-surpoussière de 100 correspond à une masse de gaz de 5  $M_{\oplus}$ . De ce fait, quelque soit la valeur du rapport gaz-sur-poussière, la masse de gaz est inférieure 5  $M_{\oplus}$ , ce qui est trop faible pour former des planètes. Donc si la formation planétaire a eu lieu, les planètes géantes gazeuses sont déjà formées (Chen & Kamp 2004).

#### HD100546

HD100546 est une étoile de Herbig de type spectral B9, proche et relativement isolée. La présence d'un disque autour de cette étoile a été tout d'abord suspectée à partir de son très fort excès IR dues aux poussières circumstellaires (Thé et al. 1994). Récemment les observations coronographiques ont montré la présence d'un disque étendu dans le proche IR (voir Figure 2.5, Pantin et al. 2000; Augereau et al. 2001) et dans le visible, incliné de  $51^{\circ}\pm3^{\circ}$  par rapport à la ligne de visée (Augereau et al. 2001; Grady et al. 2001). La modélisation de la SED de cette étoile a montré que le disque de HD100546 est un disque ouvert (voir chapitre 1, Dullemond 2005). La distribution spatiale des poussières déterminée à partir du spectre *ISO* dans l'infrarouge moyen, montre que le disque de HD100546 est tronqué dans les 10 premières AU de l'étoile, conséquence possible de la formation d'un proto-Jupiter (Bouwman et al. 2003). La rotation Képlérienne du disque a été mise en évidence par l'observation d'un profil double-pic pour la raie de [OI] à 6300.31Å (Acke et al. 2005).

La composante de poussières est caractérisée par des signatures en émission dans l'infrarouge dues à des corps solides (Waelkens et al. 1996) dont des particules de poussière riches en carbone et en oxygène. En plus de la présence de silicates amorphes, des signatures de silicates cristallins ont été observées (Bouwman et al. 2001). Les similitudes entre le spectre *ISO* de cette étoile et celui de la comète Hale-Bopp (Malfait et al. 1998) suggèrent que la croissance des grains (coagulation) a déjà commencé. La poussière observée est vraisemblablement produite par collisions de divers corps solides (Pantin et al. 2000; Bouwman et al. 2001). Un scénario a été proposé par Bouwman et al. (2001), selon lequel ces collisions seraient induites par des interactions gravitationnelles avec un proto-Jupiter orbitant autour de l'étoile. Les observations qui viennent d'être citées montrent que le disque de HD100546 est relativement évolué.

Cependant, HD100546 est située à proximité du nuage sombre interstellaire DC296.2-



FIG. 2.5 – Image du disque de HD100546 obtenue avec HST/NICMOS (Augereau et al. 2001)

7.9 (Vieira et al. 1999). De plus, comme la plupart des étoiles appartenant à la classe des étoiles de Herbig, les raies  $H\alpha$ ,  $H\beta$ , et HeI (à 5876Å), sont observées en émission dans le spectre de HD100546, et présentent de très fortes variations sur des échelles de temps allant de quelques heures à quelques jours (Vieira et al. 1999). Les raies d'absorption du doublet de Na I D1 et D2 présentent également des variations sur des échelles de temps comparables à celles des raies d'émission. Ces propriétés spectrales ont été interprétées comme des signes d'accrétion. Très récemment, des variations des raies d'absorption de NI et OI<sup>1</sup>D dans le domaine des FUV ont été mises en évidence (Deleuil et al. 2004). Ces variations montrent à la fois la présence d'éjection de matière et d'accrétion. Ces signatures spectrales suggèrent la présence d'une magnétosphère qui interagit probablement avec les parties les plus internes du disque (Deleuil et al. 2004). De plus, les raies d'émission d'éléments très ionisés comme le CIII ou l'OVI ont été observées dans le spectre FUSEde cette étoile. L'observation de ces raies met en évidence la présence d'une région proche de l'étoile, chauffée à des températures nettement supérieures à la température effective de HD100546 (Deleuil et al. 2004). Toutes ces caractéristiques sont en général observées pour des étoiles peu évoluées. L'estimation de l'âge de HD100546 fait l'objet d'une discussion au paragraphe 4.4.

Des composantes variables en absorption très décalées vers le rouge ont été également observées dans le domaine UV (Grady et al. 1996). Du fait des similitudes spectrales avec l'étoile  $\beta$ -Pictoris, Grady et al. (1997) ont proposé que ces signatures spectrales étaient dues à la présence de FEBs dans le disque de HD100546. Or, Beust et al. (2001) ont montré que, dans le cas de étoiles de Herbig, la présence d'un fort champ de rayonnement ainsi que d'un vent stellaire, ne permet pas de reproduire ces signatures spectrales par un modèle de FEBs, comme dans le cas de  $\beta$ -Pictoris.

HD163296 est une étoile de Herbig de type spectral A1 et d'âge estimé à 4.7 millions d'années. Comme HD100546, elle fait partie des quelques étoiles de Herbig isolées. Le disque de cette étoile a tout d'abord été révélé par l'observation du CO en interférométrie dans le domaine des ondes millimétriques (Mannings & Sargent 1997), puis il a été observé en imagerie directe dans le visible (Figure 2.6; Grady et al. 2000). Son angle d'inclinaison par rapport à la ligne de visée est de  $60^{\circ}\pm5^{\circ}$  (Mannings & Sargent 1997; Grady et al. 2000). L'analyse de la SED indique que ce disque est un disque de type "self-shadowed" (voir chapitre 1; Dullemond 2005).



FIG. 2.6 – Image du disque de HD163296 obtenue avec le HST/STIS (Grady et al. 2000).

Bouwman et al. (2000) ont montré que pour reproduire le niveau de flux depuis les longueurs d'ondes sub-millimétriques jusqu'aux ondes radio, les grains de poussière doivent avoir des tailles sub-millimétriques à millimétriques. Les poussières sont en majeure partie des silicates amorphes, des oxydes de fer, de la glace d'eau, et de silicates cristallins (van den Ancker et al. 2000). De plus, HD163296 n'est pas située à proximité d'un nuage interstellaire. Toutes ces caractéristiques montrent qu'il s'agit d'une étoile et d'un disque relativement évolués. Cependant, la masse de poussière contenue dans le disque a été estimée à partir du continu sub-millimétrique à  $2.8 \times 10^{-4}$  M<sub> $\odot$ </sub>, ce qui est du même ordre de grandeur que ce qui est estimé pour les disques peu ou pas évolués (Mannings & Sargent 1997).

Comme la plupart des étoiles de Herbig, le spectre de HD163296, de l'ultraviolet à l'infrarouge, est riche en raies d'émission, dont la plupart sont variables. Dans le visible, les raies de la série de Balmer présentent de très fortes variations en intensité et en position, avec un profil qui passe de double pic à un profil P Cygni sur des échelles de temps comprises entre une heure et plusieurs jours (Thé et al. 1994; Pogodin 1994). La plupart des raies d'émission d'espèces atomiques observées dans le visible et l'ultraviolet ont également des profils variables sur de courtes échelles de temps. Des variations périodiques

n'ont été mises en évidence que dans quelques cas, comme des modulations rotationnelles de la composante en absorption des profils P Cygni des raies de Mg II et Ca II (Catala et al. 1989). L'observation de profils P Cygni est caractéristique de la présence d'un vent. Plus récemment, Beskrovnaya et al. (1998) ont également observé des variations cycliques en positions pour les raies d'émission H $\alpha$  et H $\beta$ . De plus, les observations dans l'ultraviolet avec *HST/STIS* ont montré la présence de jets bipolaires (Devine et al. 2000). La présence de tels jets montre que le phénomène d'accrétion du gaz sur l'étoile est toujours en cours. Toutes ces caractéristiques sont des signes de jeunesse de l'étoile, et donc de son environnement.

Enfin, la présence des raies d'émission de OVI et CIII, ainsi que des raies de fluorescence du FeII dans le spectre FUSE de HD163296 ont été interprétées par Deleuil et al. (2005) en terme de chromosphère étendue telle celle mise en évidence pour AB Aur (voir chapitre 1). Cependant, un tel modèle de chromosphère ne reproduit pas tous les profils de raies observées, donc un second mécanisme de chauffage est nécessaire. Deleuil et al. (2005) ont proposé deux mécanismes susceptibles de produire de tels profils : (1) un mécanisme d'accrétion magnétique, fréquemment invoqué dans le cas des T Tauri qui présentent des raies d'émission intenses et variables (Bouvier et al. 2003); (2) un modèle de vent confiné par un champ magnétique, généralement utilisé pour expliquer l'émission dans le domaine des rayons X des étoiles de type Ap/Bp (Babel & Montmerle 1997).

#### HD104237

HD104237 est une étoile de type spectral A4 dont l'âge a été estimé à 2 Myr. A partir de leur analyse multi-longueurs d'onde en imagerie et spectroscopie, Grady et al. (2004) ont montré que l'étoile était associée à plusieurs étoiles de la classe des T-Tauri, dont deux au moins possèdent des disques circumstellaires. HD104237 est entourée d'un disque circumstellaire (Figure 2.7) qui est incliné de  $\sim$ 78° par rapport à la ligne de visée (Grady et al. 2004). Le bord interne du disque est situé à environ 0.5 AU de l'étoile et s'étend sur moins de 70 AU (Grady et al. 2004).

La SED de cette étoile a été interprétée comme une preuve de la présence d'un disque aplati de type "self-shadowed" (voir chapitre 1), ce qui est confirmé par l'absence des bandes de PAHs dans les spectres ISO, tel que le prédisent les modèles de disques géométriquement plats (Habart et al. 2004b).

La présence d'un vent stellaire a été mise en évidence par l'observation de profils P Cygni dans les raies h et k du Mg II dans le spectre IUE de cette étoile (Hu et al. 1991). Des raies d'émission d'éléments très ionisés tels le CIV, Si IV, CII, Si II, (etc...), ont également été observées, prouvant la présence d'une région chaude proche de l'étoile de type chromosphère étendue telle celle décrite pour AB Aur (voir chapitre 1).

Le spectre de HD104237 présente un excès de flux dans l'UV ainsi que des variations dans les raies d'émission  $Ly\alpha$ , NV et Si III interprétées comme des signes d'accrétion. L'émission étendue et le profil de la raie  $Ly\alpha$  indiquent la présence de microjets bipolaires qui ont permis de contraindre l'étendue spatiale du disque ainsi que son angle d'inclinaison (valeurs citées ci-dessus, Grady et al. 2004).



FIG. 2.7 – Image composite dans l'IR moyen du disque de HD104237 obtenue avec l'instrument TIMMI2 sur le télescope de 3.6m à La Silla (Chili) (Grady et al. 2004).

#### AB Aurigæ

AB Aur est le prototype de la classe des étoiles de Herbig. C'est une étoile de type spectral A0 qui satisfait à tous les critères qui définissent cette classe d'étoiles. C'est l'une des plus proches et des plus brillantes étoiles de Herbig, ce qui en fait l'une des HAeBes les plus étudiées. Les caractéristiques présentées ci-après forment donc une liste clairement non exhaustive.

Outre les signes d'activité qui ont été présentés au chapitre 1, AB Aur possède un disque circumstellaire étendu (voir Figure 2.8) qui a été détecté dans différents domaines de longueurs d'onde (e.g. Grady et al. 1999; Eisner et al. 2003; Pantin et al. 2004). Ce disque a un angle d'inclinaison compris entre 55° et 63° par rapport à la ligne de visée (Eisner et al. 2004). La SED de cette étoile, classée dans le groupe I de Hillenbrand et al. (1992) et plus récemment dans le groupe I de Meeus et al. (2001), indique que le disque est un disque ouvert (Dullemond et al. 2001). Le bord interne du disque est situé à une distance de 0.52 AU de l'étoile (Dullemond et al. 2001). Le disque s'étend sur une distance de l'ordre de 400 AU (Dominik et al. 2003).

De nombreuses observations du CO dans l'environnement d'AB Aur ont été obtenues. Le CO du disque a été observé pour la première fois en interférométrie dans les longueurs d'onde millimétriques par Mannings & Sargent (1997). L'étendue du disque déduite de ces observations est de 450 AU, ce qui est en accord avec la valeur déduite de la modélisation de la SED.

Les observations dans l'infrarouge obtenues par Brittain et al. (2003) montrent la présence de CO en émission provenant du disque d'AB Aur ayant une vitesse radiale de  $3\pm 2 \text{ km s}^{-1}$  dans le référentiel de l'étoile, ce qui est en accord avec la vitesse radiale des raies d'absorption de cette molécule mesurée à  $2\pm 3 \text{ km s}^{-1}$  dans les spectres *STIS* (Roberge et al. 2001). En utilisant les dimensions du disque données par le modèle de



FIG. 2.8 – Image coronographique HST/STIS du disque de AB Aurigæ (Grady et al. 1999).

disque ouvert de Dullemond et al. (2001), Brittain et al. (2003) ont montré que le CO chaud qu'ils observent est situé au niveau du bord interne du disque, alors que le CO froid est situé dans les régions externes du disque.

Il convient de souligner que bien que les vitesses radiales du CO déduites des observations IR et UV sont identiques, les régions sondées par ces deux types d'observations ne sont pas les mêmes. En effet, les observations IR sont en émission et sondent le disque, alors que les observations UV sont en absorption et sondent la ligne de visée. Pour que ces deux types d'observations coïncident, il faut que la ligne de visée traverse le disque. Ce problème est discuté au chapitre 4, de même que l'origine des raies d'absorption observées dans les spectres FUSE et STIS (Roberge et al. 2001).

Très récemment Piétu et al. (2005) ont observé en interférométrie les isotopes du CO ainsi que le continu à 1.3 et 3 mm dans le disque d'AB Aur. Ces auteurs ont montré que le continu était dominé par la signature asymétrique en émission d'une structure de type spirale située à  $\sim$ 140 AU de l'étoile. Ils ont également montré que l'émission des divers isotopes du CO indique que l'étoile est entourée d'une structure aplatie qui correspond au disque. Cependant, leur modèle de rotation Képlérienne ne reproduit cette émission en CO. Ils ont conclu de ces observations que le disque d'AB Aur n'est pas en rotation Képlérienne autour de l'étoile. Ces auteurs concluent sur un éventuel début de formation planétaire dans le disque dans lequel le régime Képlérien ne serait pas encore établi, mais ils n'excluent pas la possibilité que cette perturbation du disque soit due à la présence d'un compagnon situé à environ 40 AU de l'étoile.

Dans les cinq dernières années, de nombreuses observations ont eu pour objectif de détecter les raies rotationnelles pures du H<sub>2</sub> provenant du disque de AB Aur (Thi et al. 2001; Richter et al. 2002; Bary et al. 2003). Dans les différentes études, les détections de ces raies sont faites à environ  $2\sigma$ , donc avec un très faible degré de confiance, les instruments utilisés n'ayant probablement pas la sensibilité suffisante pour observer en deçà de certaines quantités de H<sub>2</sub>.

#### BD+46°3471 et BD+61°154

Pour ces deux étoiles, comme pour les étoiles de l'échantillon qui sont présentées par la suite, aucune preuve directe (imagerie) de la présence d'un disque n'a été observée. Cependant, de nombreuses preuves plus ou moins indirectes ont été déduites des observations.

BD+46°3471, et BD+61°154 sont des étoiles de Herbig de type spectral A0/B9 et B9/B8 respectivement. Ces étoiles sont particulièrement interéssantes car elles ont de nombreuses similitudes spectrales avec AB Aur (Bouret & Catala 1998). Elles présentent toutes les deux des signes d'activité. Comme AB Aur, leurs spectres présentent des raies He I et Mg II en émission et un profil P Cygni pour la raie H $\alpha$ , preuve de la présence d'un vent stellaire. De plus, des raies d'éléments très ionisés tels le C IV ont ét'e observées. La présence de telles raies montre l'existence d'une région chaude très proche de l'étoile. Bouret & Catala (1998) ont expliqué ces signatures spectrales avec leur modèle de chromosphère étendue (voir chapitre 1).

Les SEDs de ces deux étoiles présentent un fort excès de flux dans l'infrarouge, et ont été classées dans le groupe I par Hillenbrand et al. (1992), supposant la présence d'un disque d'accrétion (voir chapitre 1). Ces auteurs ont estimé que le disque de BD+46°3471, s'étend sur 190 AU et celui de BD+61°154 sur 900 AU.

Très récemment, BD+46°3471 et BD+61°154 les SEDs de ces deux étoiles ont été interprétées comme similaires à celles des étoiles du groupe II de Meeus et al. (2001). De ce fait, les études récentes supposent que les disques de ces étoiles sont des disques aplatis de type "*self-shadowed*" (e.g Habart et al. 2004b; Acke et al. 2005).

Dans le cas de BD+46°3471, Monnier et al. (2005) ont utilisé un modèle de disque aplati pour reproduire leurs observations interférométriques en bande K (proche infrarouge) et ont déduit que la distance entre l'étoile et le bord interne du disque est de  $\sim 0.7$  AU. Ceci est en accord avec l'absence des bandes des PAHs dans les spectres ISO des deux étoiles, généralement expliquée par les modèles de disques aplatis (Habart et al. 2004b).

#### NX Pupis

NX Pup est une étoile de type spectral AO. Elle est l'étoile primaire d'un système double. Aucune preuve directe (imagerie) de la présence d'un disque n'a été observée. Peu d'études ont été consacrées à l'étude de l'environnement de cette étoile. Cependant, quelques preuves indirectes ont été déduites des observations.

NX Pup est une étoile classée dans le groupe I de Hillenbrand et al. (1992), ce qui suppose la présence d'un disque d'accrétion. Ceci est confirmé par la présence de raies d'émission de Mg II très décalées en vitesse radiale (+150 km s<sup>-1</sup>) dans le spectre *IUE* (Hillenbrand 1995). De plus, dans le domaine optique, le profil de la raie H $\alpha$  varie entre un profil P Cygni et un simple pic, et la raie de He I à 5876Å présente un profil P Cygni inversé (Grady et al. 1996). Ces signatures spectrales ont été interprétées comme des preuves d'accrétion.

L'observation dans le spectre de NX Pup, de la raie de [O I] à 6300.31Å, symétrique et décalée à faible vitesse vers les longueurs d'onde bleues, comme on l'a vu au chapitre 1, peut être interprétée comme due à un vent stellaire ou un vent de disque (Böhm & Catala 1994; Corcoran & Ray 1997; Acke et al. 2005).

HD36112 est une étoile de type spectral A5 dont l'âge est estimé à 3Myr. La SED de cette étoile présente un très fort excès de flux dans l'infrarouge (Malfait et al. 1998), qui a été expliqué par un modèle de disque associé à une enveloppe (Miroshnichenko et al. 1999). Par contre, Beskrovnaya et al. (1999), à partir d'une analyse multi-longueurs d'onde spectroscopique et photométrique, ont conclu sur la présence d'une enveloppe aplatie de gaz et de poussière.

Alors que l'interprétation de la SED de cette étoile est controversé, très récemment, les observations interférométriques à 2.2  $\mu m$  obtenues par Eisner et al. (2004) ont montré que l'étoile est entourée d'un disque ouvert incliné de 53 à 57° par rapport à la ligne de visée. A partir de leur modèle de disque, ces auteurs ont estimé que le bord interne du disque est situé à une distance d'environ 0.2 AU de l'étoile, et que le rayon externe du disque est de 70 AU, alors que les observations en CO dans le domaine millimitrique montrent que le disque de gaz s'étend jusqu'à 170 AU de l'étoile (Dent et al. 2005).

Outre la présence d'un disque circumstellaire, HD36112 présente des signes d'activité. En effet, la variation de profil de la raie H $\alpha$ , qui passe d'un profil P Cygni à un simple pic en émission, montre la présence d'un vent stellaire (Pogodin 1995). Beskrovnaya et al. (1999) ont interprété leurs observations des raies d'émission de He I, H $\alpha$  et Na I D comme due à la présence d'une chromosphère étendue. Enfin, ces auteurs ont mis en évidence des variations sur de très courtes périodes des raies circumstellaires dans le spectre de l'étoile, qu'ils ont attribuées à des ejections irrégulières de matière.

#### HD135344

L'âge de HD135344 est estimé à 30 Myr, ce qui fait d'elle l'étoile la plus vieille de l'échantillon. Un tel âge est relativement jeune pour une étoile de type spectral F4 du fait de son temps d'évolution plus long que celui des étoiles plus massives (voir chapitre 1).

C'est une étoile appartenant au groupe des étoiles à disques ouverts (groupe I) suivant la classification de Meeus et al. (2001). Dominik et al. (2003) ont reproduit la SED de cette étoile avec un modèle de disque passif ouvert dont le rayon externe est de 800 AU.

L'hypothèse de la géométrie de disque ouvert est confirmée les observations des bandes des PAHs dans le domaine spectral autour de  $10\mu m$  (van Boekel et al. 2005), en accord avec les observations *ISO* (Habart et al. 2004b). Cependant, l'émission de silicates est généralement observée dans le cas de disques ouverts, dans ce domaine de longueurs d'onde. La non détection des silicates dans le spectre de HD135344 a été interprétée par van Boekel et al. (2005) comme une déficience en petits silicates dans les 10 à 20 AU du disque les plus proches de l'étoile centrale. La croissance des grains a donc commencé dans le disque, et elle est plus rapide dans les parties les plus internes du disque que dans les parties externes (van Boekel et al. 2004).

Les observations en CO dans le domaine millimétrique réalisées par Dent et al. (2005) ont montré que le disque de HD135344 est riche en gaz. Ces auteurs ont déduit une masse de poussière de l'ordre de  $10^{-4}$  M<sub> $\odot$ </sub>. Ils ont estimé que le bord interne du disque de gaz se situe à moins de 10 AU de l'étoile et qu'il s'étend jusqu'à 75±5 AU.

La rotation Képlérienne du disque a été mise en évidence par l'observation de la raie interdite de [OI] à 6300.31Å qui présente un profil en double pic (Acke et al. 2005).

Cette étoile est une des étoiles de l'échantillon les moins documentées.

HD100453 est une étoile de type A9 dont l'âge est estimé à 10 Myr. Malgré la différence de type spectral, elle présente beaucoup de caractéritiques communes avec HD135344. C'est une étoile classée parmis les étoiles possédant un disque ouvert par Meeus et al. (2001). Sa SED a été reproduite par Dominik et al. (2003) avec leur modèle de disque passif ouvert. Ces derniers ont estimé que le rayon externe du disque est situé entre 300 AU et 600 AU de l'étoile. Comme pour HD135344, les bandes des PAHs ont été obervées alors que l'émission des silicates n'est pas détectée (Habart et al. 2004b; van Boekel et al. 2005), ce qui est en accord avec les observations de Meeus et al. (2002). Donc pour HD100453 également, les régions internes du disque sont déficientes en petits silicates du fait de la coagulation rapide des grains dans les régions internes (van Boekel et al. 2004).

L'observation d'un profil en double pic pour la raie interdite de [OI] à 6300Å est une signature d'un mouvement de rotation Képlerienne.

#### 2.2.2 Les étoiles Be

#### HD176386

HD176386 est une étoile de Herbig de type spectral B9/B8 qui illumine la nébuleuse NGC 6726/7 (Bibo et al. 1992). Cette étoile est la primaire d'un système binaire située dans le nuage moléculaire R Corona Australis (Knacke et al. 1973; Grady et al. 1993; Chini et al. 2003).

La SED de HD176386 présente un fort excès dans l'infrarouge (Bibo et al. 1992; Grady et al. 1993; Prusti et al. 1994; Siebenmorgen et al. 2000). La FWHM déduite des observations avec *ISOCAM* est significative de la présence d'un halo étendu autour de HD176386, ce qui a été confirmé par les observations *ISOPHOT* à  $7.3\mu m$  (Siebenmorgen et al. 2000).

Contrairement à ce qui est observé pour la plupart des étoiles de Herbig, aucune étude n'a rapporté l'observation de la raie H $\alpha$  dans le spectre de HD176386.

Les raies d'absorption larges d'éléments très ionisés tels le CIV et le SiIV présentes dans le spectre *IUE* de cette étoile ont été interprétées par Grady et al. (1993) comme dues à un disque en accrétion sur l'étoile ainsi qu'à une enveloppe chaude servant de réservoir de gaz.

Récemment, Hamaguchi et al. (2005) ont observé une très forte variation de luminosité dans le domaine des rayons X pour HD176386. Ces auteurs ont montré que cet excès de luminosité X ne peut pas être reproduit par un modèle de chocs dans le vent stellaire, comme on l'observe dans les étoiles de type O, mais serait plutôt d'origine magnétique. La variabilité de cette émission X provient d'une interaction magnétique entre HD176386 et sa binaire.

#### HD250550

HD250550 est une étoile de Herbig de type spectral B7. Elle est associée à la région L 1586 qui présente un arc nébuleux en réflexion situé au nord-est à 24" de l'étoile. Ce système (arc + étoile) est situé dans un nuage d'environ 5' de diamètre (Herbig 1960).

La SED de HD250550 présente un fort excès dans l'infrarouge, et a donc été classée dans le groupe I de Hillenbrand et al. (1992), qui regroupe les étoiles supposées être entourées de disques d'accrétion. De plus, les observations spectro-polarimetriques obtenues par Vink et al. (2002) ont mis en évidence une structure aplatie en rotation autour de l'étoile.

HD250550 présente de nombreuses similitudes avec AB Aur. Bouret & Catala (1998) ont expliqué la présence de raies d'éléments très ionisés dans le spectre de cette étoile par un modèle de chromosphère étendue, tel celui proposé dans le cas d'AB Aur (voir chapitre 1). Par ailleurs, le spectre de cette étoile présente des profils P Cygni pour la raie H $\alpha$  ainsi que pour les raies du Mg II, ce qui montre la présence d'un vent stellaire (Bouret & Catala 1998).

Canto et al. (1984) ont observé l'émission du CO dans le domaine millimétrique. Leurs résultats suggèrent que le CO est d'origine interstellaire de par sa faible température et sa vitesse radiale qui est différente de celle de l'étoile.

#### HD85567

HD85567 est une étoile de Herbig de type spectral B5. La SED de cette étoile présente un fort excès infrarouge, avec un excès plus faible entre 6 and  $10\mu m$ , qui suggère la présence de deux composantes de poussières optiquement minces, comme un disque composé de deux anneaux séparés par un gap (Lada & Adams 1992). Par contre, Malfait et al. (1998) ont montré que la SED de cette étoile est bien reproduite par un modèle d'enveloppe de poussières optiquement minces à deux composantes.

De plus, Miroshnichenko et al. (2001) ont observé, dans le domaine optique, les raies d'émission de H $\alpha$ , certaines autres raies de la série de Balmer, O I, [O I], Ca II, Si II et Ne I. Les profils de certaines de ces raies, comme les raies de la série de Balmer, présentent des variabilités probablement dues à une composante circumstellaire. Ces profils indiquent une structure particulière de l'enveloppe entourant HD85567 : cette enveloppe est probablement non sphérique, avec une composante optiquement épaisse. Ces auteurs évoquent la présence possible d'une composante étendue de poussières optiquement minces. Ils ont conclu qu'il était impossible de trancher entre la présence d'une enveloppe étendue optiquement mince et d'un disque plus compact sans observations en imagerie directe.

#### HD259431

HD259431 est une étoile de Herbig de type spectral B5 associée à la nébuleuse par réflexion L1605 (Finkenzeller & Mundt 1984).

Comme HD250550, HD259431 a été classée dans le groupe des étoiles entourées de disques d'accrétion par Hillenbrand et al. (1992) et les observations spectro-polarimétriques obtenues par Vink et al. (2002) ont mis en évidence une structure aplatie en rotation autour de l'étoile. De plus, les observations interférométriques dans l'IR moyen obtenues par Polomski et al. (2002) sont compatibles avec un modèle de disque modérément ouvert. Par contre, Malfait et al. (1998) ont reproduit la SED de cette étoile avec un modèle d'enveloppe de poussières optiquement minces à deux composantes.

Le spectre de HD259431 présente un profil P Cygni pour la raie H $\alpha$  ainsi que des raies d'émission du NaI D typiques des étoiles P Cygni (Finkenzeller & Mundt 1984), ce qui

est caractéristique de la présence d'un vent. Finkenzeller (1985) a observé les multiplets 6F, 7F et 21F du [Fe II]. Les raies d'émission sont larges et asymétriques, ce qui implique des mouvements macroscopiques. Cet auteur a interprété ces raies comme la conséquence d'une interaction entre le vent stellaire et la matière circumstellaire environnante.

#### HD38087

HD38087 est une étoile de Herbig de type spectral B5. L'observation de l'excès UV en émission vers 2175Å a été attribuée à la présence de grains de poussière de tailles plus importantes que ce que l'on observe dans le milieu interstellaire, de type silicates (e.g. Mathis & Wallenhorst 1981); cette hypothèse est confirmée par la SED. En effet, la SED de cette étoile présente un fort excès dans l'infrarouge lointain, avec un excès plus faible dans l'infrarouge proche, et un très faible excès entre 6 and  $10\mu m$  (Malfait et al. 1998). Selon Malfait et al. (1998), le faible excès a deux origines possibles : l'émission free-free dans une enveloppe gazeuse, ou une déplétion en petits grains de poussière. Ces auteurs ont reproduit la SED de cette étoile avec un modèle d'enveloppe à une composante optiquement mince.

Aucune étude ne rapporte l'observation de la raie H $\alpha$ . Des raies d'absorption de Mg II, Si II, S II, Mn II, Fe II et C IV ont été observées dans le spectre *IUE* de cette étoile (Snow & Witt 1989). L'analyse de ces raies a permis de déterminer des densités de colonne très faibles pour les divers éléments. Ceci suggère que cette étoile est entourée d'une enveloppe dense déficiente en éléments atomiques. Cette déplétion a été interprétée comme le résultat de la croissance des grains de poussière qui modifie les processus physiques et chimiques de production du gaz (Snow & Witt 1989). Ces résultats sont confirmés par les observations dans l'UV de Burgh et al. (2002) qui ont montré que la région entourant HD38087 est très dense avec des grains de poussière dont les tailles sont nettement supérieures à celles des grains présents dans le reste du nuage dans lequel l'étoile se trouve (NGC 2024).

#### HD76534

HD76534 est une étoile de Herbig de type spectral B2 illuminant une nébuleuse par réflexion dans laquelle elle est enfouie. Elle fait partie de l'association Vela R2, en bordure de la nébuleuse des Voiles, reste de supernova (Herbst 1975).

Bien que la SED de HD76534 présente un excès de flux dans l'IR lointain, l'excès aux longueurs d'onde inférieures à  $5\mu m$  est très faible, ce qui suggère que la majeure partie des poussières proches de l'étoile a été dissipée. Hillenbrand et al. (1992), qui ont classé cette étoile dans leur groupe III, ont souligné les similitudes entre le très faible excès de flux de HD76534 dans le proche infrarouge et les étoiles Be classiques de la séquence principale. Ce faible excès est généralement attribué à l'émission free-free dans une enveloppe circumstellaire ionisée plutôt qu'à l'émission des poussières (Hamann & Persson 1992). Des conclusions similaires ont été déduites par Tovmassian et al. (1997) à partir des observations des satellites *IRAS* et *Glazar* (UV).

### 2.3 Les spectres *FUSE* des étoiles de l'échantillon

Toutes les étoiles de notre échantillon ont été observées avec la grande fente de FUSE, LWRS, correspondant sur le ciel à  $30'' \times 30''$ . Par soucis d'homogénéité, tous les spectres FUSE que j'ai étudiés ont été re-traités avec la version 3.0.7 du pipeline, CalFUSE. La Figure 2.9 présente les spectres FUSE complets (905 - 1187 Å) de chacune des étoiles de l'échantillon.

Le satellite étant en orbite assez basse, des raies d'émission dues à l'atmosphère terrestre (*Airglow*) sont visibles dans le domaine spectral de *FUSE* (voir Annexe A). Ces raies d'émission peuvent être très intenses et sont signalées par le symbole  $\oplus$  sur la Figure 2.9.

Comme on peut s'y attendre, le flux photosphérique dans le domaine des ultraviolets lointains est d'autant plus élevé que l'étoile est chaude. Lorsque le flux photosphérique est suffisamment élevé, on observe de nombreuses raies d'absorption du  $H_2$  dont les plus remarquables sont signalées sur la Figure 2.9.

Un flux photosphérique très faible empêche toute observation de raies d'absorption. Cependant, le spectre de certaines étoiles présente les raies d'émission du CIII à 977Å et du doublet de résonance de l'OVI vers 1032 et 1038Å. Les longueurs d'onde de quelques transitions du H<sub>2</sub> coïncident avec le domaine spectral du doublet de résonance de l'OVI. Ces raies peuvent être très larges comme pour HD100546, HD163296 ou AB Aur, et dans ce cas, des raies de H<sub>2</sub> peuvent être observées en absorption sur ces raies d'émission. Les transitions de H<sub>2</sub> observables sur les raies d'émission d'OVI sont listées dans la Table 2.3.

Raie de OVI	Tr	Transition de $H_2$				
$\lambda$ (Å)	v	J	$\lambda$ (Å)			
1031.93	0	3	1031.2			
	0	4	1032.35			
1037.62	0	0	1036.55			
	0	1	1037.15			
	0	1	1038.16			
	0	2	1038.69			

TAB. 2.3 – Transitions du H<sub>2</sub> observables sur le doublet de OVI.



FIG. 2.9 – Spectres *FUSE* des étoiles de l'échantillon présentés par ordre de température effective croissante de bas en haut. Les principales raies d'émission et d'absorption sont signalées sur les spectres. Les raies dues à l'atmosphère terrestre (*Airglow*) sont identifiées par le symbole  $\oplus$  (voir paragraphe A.3.4). Tous les spectres ont été lissés par soucis de clarté de la figure.



FIG. 2.9 suite.



FIG. 2.9 suite.



FIG. 2.9 suite.



FIG. 2.9 suite.