

2m11. 2709. 4

Université de Montréal

Spectroscopie des étoiles sous-naines de type B binaires :
déconvolution de la distribution d'énergie et détermination des
paramètres atmosphériques des composantes

par

Pascal Thériault

Département de physique

Faculté des arts et des sciences

Mémoire présenté à la Faculté des études supérieures
en vue de l'obtention du grade de
Maître ès sciences (M.Sc.)
en physique

Mars, 1999

©Pascal Thériault, 1999



QC
3
U54
1999
V.015



Université de Montréal

Bibliothèque



Université de Montréal
Faculté des études supérieures

Ce mémoire intitulé:

Spectroscopie des étoiles sous-naines de type B binaires :
déconvolution de la distribution d'énergie et détermination des
paramètres atmosphériques des composantes

présenté par:

Pascal Thériault

a été évalué par un jury composé des personnes suivantes:

Gilles Fontaine,	président-rapporteur
François Wesemael,	directeur de recherche
Robert Lamontagne,	codirecteur
Serge Demers,	membre du jury

Mémoire accepté le: 99.04.22

SOMMAIRE

Nous avons obtenu, avec le télescope de 1.6 m de l'Observatoire du mont Mégantic, des spectres de 18 étoiles sous-naines de type B (sdB) dont la binarité est soupçonnée (étoile secondaire froide), en plus de ceux de 5 autres étoiles sdB pour lesquelles aucun compagnon n'est suspecté (objets de contrôle). La couverture spectrale de nos observations est relativement homogène ; nos spectres couvrent approximativement la région 4000–9000 Å à une résolution spectrale d'environ 10 Å. Cette combinaison nous permet de détecter la présence ou non d'un éventuel compagnon froid dans la partie rouge des spectres et, le cas échéant, de déconvoluer les composantes des systèmes doubles.

L'excès de lumière rouge, résultant de la soustraction d'un spectre synthétique de sous-naine de nos observations, et la présence de raies d'éléments lourds dans nos spectres sont tous deux révélateurs de l'existence d'une étoile secondaire froide. Sur cette base, nous constatons que 16 des 18 candidats binaires présentent des indices suffisamment clairs pour être déclarés objets doubles. Les 2 autres objets, ainsi que les 5 objets de contrôle, ont plutôt les caractéristiques d'une étoile sdB simple, parfois rougie par l'extinction interstellaire. Nous avons déterminé les paramètres atmosphériques de ces objets (température effective, gravité de surface, abondance photosphérique d'hélium) grâce à l'ajustement au moindre carré d'un modèle d'atmosphère de sous-naine.

Les paramètres principaux des composantes des systèmes binaires ont également été obtenus, cette fois par déconvolution des observations, c'est-à-dire en y ajustant **simultanément** les spectres synthétiques d'une sous-naine et d'une étoile froide. En adoptant la valeur de quelques paramètres des deux composantes,

ceci nous permet d'estimer, pour chaque système, la valeur de la température effective, de la gravité de surface et du rayon de l'étoile chaude (sous-naine B), ainsi que de la température effective, de l'abondance d'éléments lourds et du rayon de l'étoile froide.

Nous démontrons sans équivoque que la luminosité des compagnons froids est trop grande pour que ceux-ci appartiennent à la séquence principale ; elle se situe plutôt entre les luminosités typiques des étoiles de classe III et V. En plus, nous dérivons pour plusieurs compagnons froids une température effective plus élevée (type spectral G) et une abondance d'éléments lourds bien plus faible ($-2.0 < [M/H] < -1.0$) que celles précédemment reconnues ou attendues pour ces objets. Sur la base de ces résultats, il est clair qu'une nouvelle estimation de la fraction binaire des sous-naines chaudes dans la Galaxie s'impose.

TABLE DES MATIÈRES

SOMMAIRE	iii
TABLE DES MATIÈRES	v
LISTE DES TABLEAUX	vii
LISTE DES FIGURES	viii
CHAPITRE 1 : Contexte général	1
1.1 À propos des sous-naines	1
1.2 La binarité chez les sous-naines chaudes	4
CHAPITRE 2 : Acquisition et traitement des données	9
2.1 Conditions d'observation et échantillon	9
2.2 Traitement des données	13
2.3 Problèmes rencontrés	18
2.4 Spectres finals	20
CHAPITRE 3 : Analyse et déconvolution des spectres	26
3.1 Examen du niveau photométrique des observations	26
3.2 Ajustement de spectres synthétiques aux distributions d'énergie	27
3.3 Influence de l'extinction interstellaire	31

3.4 Raies d'absorption d'éléments lourds	37
3.5 Analyse des sous-naines simples	43
3.6 Déconvolution des systèmes binaires	49
3.7 Le problème potentiel des systèmes binaires timides	62
CHAPITRE 4 : Implications astrophysiques	66
4.1 Comparaison des résultats	66
4.2 La surluminescence des compagnons froids	74
4.3 Le système PG 1104+243 comme objet binaire typique	78
CONCLUSION	80
RÉFÉRENCES	83
ANNEXE A : Déconvolution des systèmes binaires	x
REMERCIEMENTS	xxvi

LISTE DES TABLEAUX

I	Liste des observations du projet	11
II	Niveau photométrique des observations	28
III	Extinction selon Burstein & Heiles (1982)	36
IV	Verdict quant à la binarité de nos sous-naines	41
V	Paramètres principaux des sous-naines simples	44
VI	Paramètres principaux des étoiles formant les systèmes binaires	56
VII	Comparaison des températures effectives dérivées pour les composantes des systèmes binaires avec celles de Allard <i>et al.</i> (1994)	68
VIII	Comparaison des paramètres dérivés pour les composantes des systèmes binaires avec ceux de Ulla & Thejll (1998)	73

LISTE DES FIGURES

1	Positionnement des étoiles sdB dans un diagramme H-R	3
2	Spectres des étoiles observées (I)	22
3	Spectres des étoiles observées (II)	23
4	Spectres des étoiles observées (III)	24
5	Spectres des étoiles observées (IV)	25
6	Modèle optimal pour trois objets	30
7	Ajustement de courbes d'extinction interstellaire	33
8	Exemple de déconvolution	52
9	Déconvolutions pour différentes abondances d'éléments lourds	54
10	Déconvolution appliquée à une sous-naine simple	63
11	Signature de l'extinction interstellaire dans le spectre UV	65
12	Comparaison des températures effectives dérivées pour les composantes des systèmes binaires avec celles de Allard <i>et al.</i> (1994)	69
13	Diagrammes de rapport de flux (Allard <i>et al.</i> 1994)	70
14	Position des compagnons froids dans le diagramme H-R	75

15	Déconvolution de PG 0039+049	xi
16	Déconvolution de PG 0110+262	xii
17	Déconvolution de PG 0749+658	xiii
18	Déconvolution de PG 1104+243	xiv
19	Déconvolution de Feige 87	xv
20	Déconvolution de PG 1449+653	xvi
21	Déconvolution de PG 1558-007	xvii
22	Déconvolution de PG 1610+519	xviii
23	Déconvolution de PG 1636+104	xix
24	Déconvolution de PG 1701+359	xx
25	Déconvolution de PG 1718+519	xxi
26	Déconvolution de PG 2110+127	xxii
27	Déconvolution de PG 2118+126	xxiii
28	Déconvolution de PG 2148+095	xxiv
29	Déconvolution de PG 2226+094	xxv

CHAPITRE 1

Contexte général

1.1 À propos des sous-naines

Dans un imposant ouvrage traitant des atmosphères stellaires, Greenstein (1960) est le premier à décrire les sous-naines chaudes en tant que groupe distinct d'étoiles. Une analyse sommaire montre que leurs gravités de surface sont supérieures aux gravités typiques des étoiles de la séquence principale, mais inférieures à celles des étoiles naines blanches. Il y fait également déjà mention de l'évolution possible des sous-naines chaudes vers l'état de naine blanche.

Plus particulièrement, les étoiles sous-naines chaudes de type B (sdB) sont maintenant reconnues de façon observationnelle comme des objets ayant des gravités de surface dont la valeur du logarithme se situe à peu près entre 5.0 et 6.0, et des températures effectives allant d'un peu plus de 20 000 K jusqu'à 40 000 K. Elles sont aussi généralement caractérisées par une abondance d'hélium $y < 0.02$ dans leur photosphère ($y \equiv N(\text{He})/N(\text{H})$). Une autre catégorie d'étoiles sous-naines chaudes sont celles de type O (sdO), qui se différencient principalement des étoiles sdB par une plus grande abondance d'hélium et des températures plus élevées.

Le catalogue Palomar-Green (PG) établi par Green *et al.* (1986), qui inclut plus de 1800 objets de nature stellaire présentant un excès de flux dans le domaine ultraviolet, est un excellent témoin de l'importance de la population des sous-naines chaudes dans notre Galaxie. Ce sondage, dont la magnitude limite

moyenne est de $B = 16.1$ mag, montre effectivement que la population dominante, comptant pour 40% de l'échantillon, est celle des étoiles sdB. Il inclut également 13% d'étoiles sdO. En comparaison, 26% des objets du catalogue sont identifiés comme naines blanches de toutes catégories, soit moitié moins que le nombre de sous-naines chaudes.

L'étude approfondie des étoiles sous-naines chaudes qu'ont récemment effectuée Saffer *et al.* (1994) a grandement contribué à compléter le portrait des étoiles sdB en ce qui concerne leurs paramètres atmosphériques et leur origine. À cette fin, les chercheurs y font usage d'une grille de modèles atmosphériques (calculés par P. Bergeron) qu'ils comparent aux spectres de résolution intermédiaire (6 Å) des étoiles de leur échantillon. Cet article résume très bien notre connaissance actuelle de ces objets. Nous nous proposons donc, en guise d'introduction aux étoiles sdB, de jeter un coup d'oeil à la Figure 1, issue de ce travail. Ce diagramme, qui est l'équivalent d'un diagramme H-R, montre l'emplacement, en termes de température effective et de gravité de surface, des 92 étoiles sdB potentielles analysées par les auteurs (cercles vides). On y illustre aussi des séquences théoriques, soient : la branche horizontale d'âge zéro (ZAHB) de Caloi (1989), la branche horizontale étendue d'âge zéro (ZAEHB, extension bleue de la branche horizontale) calculée par B. Dorman (voir, par exemple, Dorman 1996) et les séquences principales d'âge zéro des étoiles en phase de combustion de l'hydrogène (HMS) et des étoiles en phase de combustion de l'hélium (HeMS), de Lang (1992) et Caloi (1972), respectivement. Les points définissant cette dernière séquence HeMS portent une étiquette qui donne la masse de l'étoile (M/M_{\odot}). Les trois courbes sinueuses qui s'élèvent à partir de la branche ZAEHB correspondent à des séquences évolutives post-EHB. Elles ont été calculées par B. Dorman pour des étoiles dont le cœur d'hélium est caractérisé par une même masse de $0.4758 M_{\odot}$, mais dont la masse de l'enveloppe d'hydrogène est de 0.0002, 0.0012 et $0.0032 M_{\odot}$, respectivement (voir plus bas la discussion sur la structure de telles étoiles). Les nombreux objets regroupés dans une bande étroite qui est parallèle et

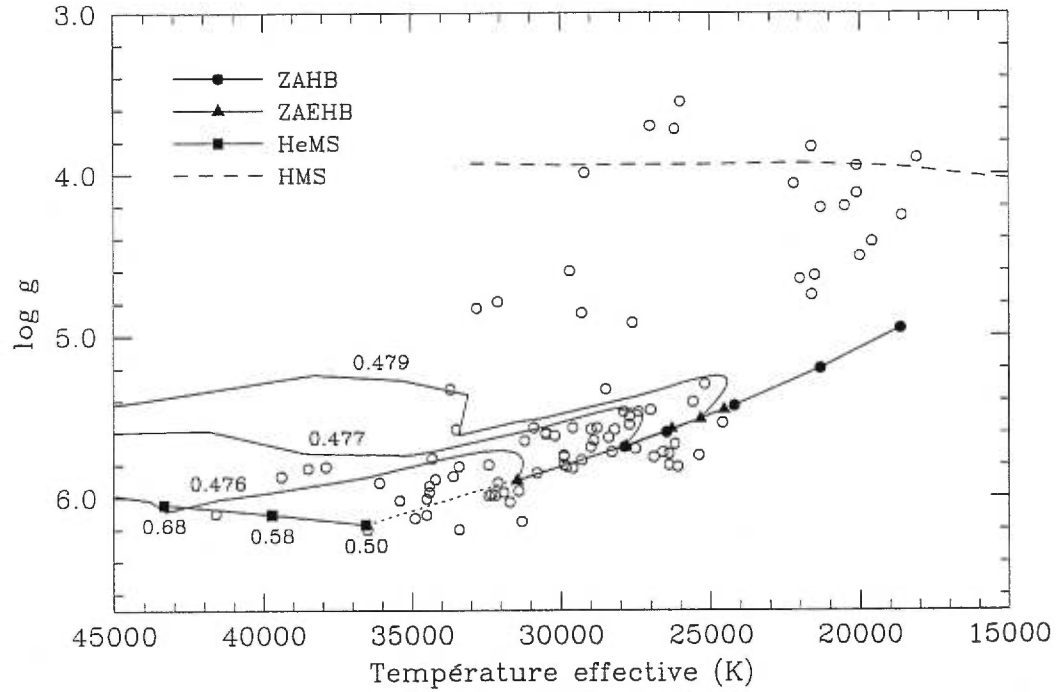


FIGURE 1. Températures effectives et gravités de surface dérivées par Saffer *et al.* (1994) pour un échantillon de 92 candidats sdB (cercles vides). Différentes séquences théoriques (évolutives et d'âge zéro) sont illustrées (voir le texte pour plus de détails).

située juste au-dessus de la séquence théorique de la branche horizontale étendue sont retenus comme étant les étoiles sous-naines de type B de l'échantillon.

La séquence EHB illustrée ayant été calculée pour des étoiles d'une masse d'environ $0.48 M_{\odot}$, on croit que les sous-naines de type B sont des étoiles de masses similaires qui appartiennent à la branche horizontale étendue. On sait qu'une étoile de ce genre commence sa vie sur la séquence principale comme étoile de faible masse (disons 1 à $2 M_{\odot}$), grimpe la branche des géantes rouges après avoir épuisé son cœur d'hydrogène, et descend sur la branche horizontale suite au flash de l'hélium. La résultante est un cœur d'hélium actif entouré d'une

coquille d'hydrogène active, le tout recouvert d'une enveloppe riche en hydrogène. Or, en se fiant à Saffer *et al.* (1994), il semble que pour qu'une étoile de $0.50 M_{\odot}$ atteigne 24 000 K sur la branche horizontale étendue, la masse de l'enveloppe doit être petite, soit $M_e \lesssim 0.02 M_{\odot}$, ce qui selon eux n'est pas suffisant pour maintenir l'activité thermonucléaire au sein de la coquille d'hydrogène. Ceci veut dire qu'une telle étoile ne pourra faire l'ascension de la branche asymptotique des géantes une fois son cœur d'hélium épuisé ; les séquences évolutives théoriques suggèrent que la sous-naine ira finalement rejoindre la séquence de refroidissement des naines blanches. Bien que d'autres explications valables existent quant à l'origine des sous-naines, leur appartenance à la branche horizontale étendue semble l'hypothèse la plus généralement acceptée.

Quant à la distribution des étoiles sdB dans notre Galaxie, les auteurs du catalogue PG (Green *et al.* 1986) proposent que celles-ci appartiennent à une population du vieux disque. Des études plus récentes comme celles de Villeneuve *et al.* (1995a, 1995b) et de Boer *et al.* (1997) suggèrent la possibilité que les sous-naines B appartiennent à la population d'un disque épais. De son côté, Mitchell (1998) prétend, à partir d'un échantillon d'étoiles sdB de faibles magnitudes (atteignant $B = 18$), avoir détecté une population d'étoiles sdB qui seraient membres du halo. Des travaux supplémentaires dans le but de confirmer cette dernière proposition seraient souhaitables.

1.2 La binarité chez les sous-naines chaudes

Une masse aussi faible de l'enveloppe d'hydrogène des sous-naines de type B ($M_e \lesssim 0.02 M_{\odot}$) nécessite la mise en action d'un important mécanisme de perte de masse au cours de leur évolution. Un des processus qui pourrait remplir ce rôle est le transfert de masse sur un compagnon dans un système binaire. Le débordement du lobe de Roche d'une étoile de faible masse pendant sa phase de géante rouge pourrait être une façon efficace de donner naissance à une étoile sdB, comme

suggéré par les travaux de Mengel *et al.* (1976). Il est donc pertinent d'étudier de tels systèmes doubles afin d'accumuler des informations supplémentaires quant au rôle de la binarité dans l'évolution de ces étoiles.

Effectivement, depuis quelques années, les indices suggérant qu'un grand nombre des étoiles sdB soient de nature binaire s'accumulent, l'étoile secondaire étant dans tous les cas un objet froid. Utilisant tous la même technique de déconvolution photométrique dans la partie visible développée par Wade (1982), les travaux de Ferguson *et al.* (1984), Bixler *et al.* (1991) et Allard *et al.* (1994) en arrivent à la même conclusion : à peu près 60% des sous-naines chaudes sont membres d'un système binaire. À cause d'effets de sélection et du manque de sensibilité de la technique employée, ces auteurs trouvent, à quelques exceptions près, uniquement des étoiles de type spectral K comme compagnons aux étoiles sdB de ces systèmes doubles. Pour établir la fraction *totale* des étoiles doubles, ils doivent extrapoler leur résultat aux binaires en principe indétectables par cette technique photométrique. Ainsi, faisant l'hypothèse que tous les systèmes binaires de leur échantillon dont l'étoile secondaire est de type spectral K ont été détectés, ils déterminent la fréquence des couples sdB-K ; ils intègrent ensuite celle-ci sur la fonction de luminosité propre aux étoiles de séquence principale, sur un intervalle de types spectraux qui inclut maintenant les étoiles secondaires qui seraient trop froides pour être détectées par la méthode en raison de leur faible brillance. C'est de cette façon qu'ils arrivent à une fraction totale de 60% d'étoiles doubles ; Bixler *et al.* (1991) estiment même une fréquence de 100% en étirant les limites de l'intervalle en question.

De leur côté, Theissen *et al.* (1995) procèdent à la déconvolution de quelques sous-naines binaires à partir de spectres observés dans les domaines de l'ultraviolet et du visible. En supposant que la contribution du compagnon froid au flux total est nulle dans la portion UV du spectre électromagnétique, les auteurs y ont fait l'ajustement au moindre carré de spectres synthétiques de sous-naines de

type B. Ceci leur permet ensuite de séparer les flux des étoiles chaude et froide des spectres du visible de ces systèmes doubles. En plus de déduire la présence d'étoiles secondaires aussi chaudes que 5750 K (type spectral G2), ils font remarquer que ces compagnons sont caractérisés par une luminosité intermédiaire aux luminosités typiques des classes III et V, proposant donc que les compagnons des sous-naines binaires soient des sous-géantes (classe IV). Allard *et al.* (1994) avaient déjà fait la même constatation à propos de la luminosité des étoiles secondaires, trop élevée pour qu'elles appartiennent à la séquence principale et ce en utilisant, rappelons-le, une technique tout à fait différente.

Une autre indication de l'existence d'un compagnon froid est la présence de raies d'absorption d'éléments lourds dans la portion visible du spectre observé, structures qui ne peuvent pas être produites dans la photosphère trop chaude des étoiles sdB. Par exemple, des raies de Ca I, Fe I, ainsi que la bande G (absorption du CH à $\sim 4300 \text{ \AA}$) ont été remarquées par Berger & Fringant (1978) et Theissen *et al.* (1993) dans certains de leurs spectres.

Quant à la mesure de variations des vitesses radiales comme moyen de détection des binaires, cette technique est rendue difficile par la grande largeur intrinsèque des raies d'hydrogène des étoiles de gravité élevée comme les sous-naines chaudes. De plus, la faible luminosité de ces étoiles combinée aux hautes résolutions nécessaires pour de telles mesures impliquent l'utilisation de grands télescopes afin d'accumuler un nombre de photons suffisant. Saffer (1991) a vécu cette dure réalité; il a réalisé plusieurs mesures de vitesses radiales, étalées dans le temps, d'environ une cinquantaine de sous-naines chaudes. La déviation standard σ de ses observations se situe entre environ 10 et 40 km/s, et seules 5 des étoiles de l'échantillon montrent une variation de vitesse radiale significative de plus de 3σ . Dans la perspective où au moins 50% des étoiles sdB sont binaires, ce résultat nous porte à croire que la majorité de celles-ci sont caractérisées par un demi-grand axe orbital plutôt grand. Le travail d'Orosz *et al.* (1997) abonde dans

le même sens, alors qu'un seul de leurs 12 objets, qui sont pourtant déjà reconnus comme des systèmes binaires, présente des changements de vitesse au-delà de 3σ . Cependant, Green *et al.* (1998) ont fait dernièrement l'acquisition de mesures de vitesses radiales avec une déviation standard aussi petite que 1–3 km/s pour plus d'une cinquantaine d'étoiles sdB du champ. Une première analyse d'une fraction des spectres de leur échantillon indique que 53% des sous-naines seraient binaires, et ils s'attendent à ce que cette proportion augmente lorsqu'ils auront obtenu un plus grand nombre d'observations pour chaque étoile.

Thejll *et al.* (1994) ont réussi, quant à eux, grâce à des conditions atmosphériques exceptionnelles au site de La Silla (télescope danois de 1.5 m) et La Palma ("Nordic Optical Telescope"), à résoudre en imagerie CCD certaines étoiles sdB binaires. Par exemple, ils ont pu identifier un système double dont la séparation angulaire des deux composantes n'était que de 1.2 seconde d'arc, qui correspond à une séparation physique d'à peu près 1000 unités astronomiques. Les observations de ce type sont cependant plus du domaine des systèmes d'optique adaptative ou du télescope spatial *Hubble*. D'ailleurs, Heber (1998) a obtenu des images à partir du *HST* (résolution angulaire $\simeq 0.1$ seconde d'arc) de 7 sous-naines dont la binarité est soupçonnée; cinq d'entre elles ne semblent pas montrer la présence d'un compagnon, une autre serait double et la dernière serait un système triple.

Les systèmes sdB binaires détectés jusqu'à ce jour sont tous formés d'une composante chaude et d'une composante froide, dont les flux se croisent au voisinage des bandes *V* et *R*. Nous avons donc décidé d'adopter une autre approche pour l'étude de ces systèmes; nous effectuerons la déconvolution des étoiles en comparant des spectres synthétiques de sous-naines B et d'étoiles froides avec des spectres observés dans le domaine du visible de systèmes binaires suspectés. La plage de longueurs d'onde visée est d'environ 4000–9000 Å afin de nous permettre d'observer directement le surplus de flux dans la région rouge du visible qui est associée à l'étoile froide, tout en nous laissant la possibilité d'analyser quelques

raies d'absorption d'hydrogène de la série de Balmer, dont il est raisonnable de croire que les plus bleues ($H\delta$ et $H\gamma$) sont produites presque exclusivement par la sous-naine chaude. De plus, quelques raies d'absorption d'éléments lourds provenant de la photosphère du compagnon froid devraient être identifiables, apportant davantage d'informations sur la nature exacte de ce dernier.

Afin de cibler efficacement cette étude, nous visons l'obtention des spectres des étoiles sdB qui font partie de la liste des candidats binaires établie par Allard *et al.* (1994). Nous nous assurerons que notre échantillon comporte également des sous-naines pour lesquelles aucun compagnon froid n'est soupçonné, ainsi que d'autres dont la binarité est au contraire bien connue ; ces objets nous permettront d'estimer l'efficacité de notre méthode. De plus, nous pourrons comparer les caractéristiques dérivées pour les composantes de chaque système binaire par notre technique spectroscopique à celles obtenues par la méthode photométrique d'Allard *et al.* (1994).

CHAPITRE 2

Acquisition et traitement des données

2.1 Conditions d'observation et échantillon

La totalité de nos observations a été effectuée avec le télescope de 1.6 m de l'Observatoire du mont Mégantic (OMM) dans le cadre de quatre missions, soit en mai 1996, août 1996, octobre 1996 et juin 1997. Des spectres supplémentaires ont été pris au même endroit par Robert Lamontagne en mai 1997 et avril 1998, et une mission au mois d'août 1997 s'est révélée infructueuse en raison du mauvais temps. Puisqu'il est désirable que nos données soient spectrophotométriques et que les objets sont peu brillants, les observations ont toujours été obtenues sous ciel clair ou ciel clair avec cirrus.

À cause d'un problème de disponibilité, deux caméras CCD différentes ont été utilisées ; de préférence le CCD Loral composé de 2048×2048 pixels, sinon le CCD Thompson THX de 1024×1024 pixels. Le spectrographe de type Cassegrain "Boller and Chivens" employé nous permet, en combinaison avec un réseau de 150 lignes/mm, d'obtenir une couverture spectrale d'environ 5100 Å avec le détecteur Loral, et d'un peu plus de 3200 Å avec le THX. Afin de capter toute la lumière en provenance de l'objet, la fente a une largeur de 270 microns, soit l'équivalent de 4 secondes d'arc. Puisque le *seeing* atmosphérique moyen était plutôt de l'ordre de 2 secondes d'arc, nous estimons que la demi-largeur à mi-hauteur des raies d'émission des lampes de comparaison (20–25 Å), prises avec cette même ouverture de la fente (270 μm), constitue une bonne estimation de la résolution

de nos spectres, c'est-à-dire à peu près 10–12 Å. Pour la calibration en longueurs d'onde, les lampes de comparaison utilisées sont celles contenant les gaz Cu-Ar et He-Ar. L'angle du réseau est ajusté pour faire en sorte de sonder soit la partie bleue, soit la partie rouge du domaine spectral allant *grosso modo* de 3500 Å à 9500 Å, les deux sections de spectre d'un même objet devant être combinées par la suite lors de la réduction (voir la Section 2.2). On s'est rendu compte que la très faible efficacité quantique des détecteurs (particulièrement le CCD Loral) en deça de 4000 Å rend cependant cette portion des spectres, si ce n'est inutilisable, tout au moins peu fiable, cette situation étant elle aussi expliquée en détail un peu plus loin.

En plus d'observer les sous-naines que l'on soupçonne de faire partie d'un système binaire, nous avons également inclus dans notre échantillon cinq objets de contrôle, c'est-à-dire des sous-naines de l'échantillon de Allard *et al.* (1994) pour lesquelles ces auteurs n'ont détecté aucune évidence de la présence d'un compagnon.

En tout, 23 objets ont donc été étudiés, tous (sauf 2 objets) au nord de l'équateur céleste et répartis plutôt uniformément en ascension droite; leurs magnitudes V sont comprises entre 10.9 et 14.5. Le tableau I énumère nos observations et donne le nombre de poses et le temps de pose en secondes pour chaque plage de longueur d'onde de chacun des objets. Après la combinaison des poses multiples de chaque objet (voir plus loin), le rapport signal sur bruit (S/B) des spectres dans la région autour de 4600 Å se situe entre 50 et 100. Nous avons exclu du tableau I les observations rejetées en raison de leur trop faible rapport S/B , prises lors de nuits aux conditions atmosphériques plutôt médiocres, ainsi que les spectres démontrant un continu irréaliste, tel qu'expliqué à la section suivante.

Voici maintenant quelques informations d'intérêt pour certains de nos objets quant à leur binarité et leur type spectral.

TABLEAU I. Liste des observations du projet

Objets	V^\dagger	Plage	Poses	Détecteur	Date
PG 0039+049	12.881	4100–9200 Å	2×2700s	Loral	4 octobre 1996
PG 0057+155*	12.076	{ 3100–6200 Å 5800–9000 Å	{ 1×1800s + 1×1500s 1×1200s + 1×1000s	THX	{ 6 août 1996 3,4 août 1996
PG 0105+276	14.448	4100–9200 Å	3×3600s	Loral	5 octobre 1996
PG 0110+262	12.903	4100–9200 Å	1×1800s	Loral	4 octobre 1996
PG 0229+064*	11.919	4100–9200 Å	1×1800s	Loral	4 octobre 1996
PG 0342+026*	10.957	4100–9200 Å	1×1800s	Loral	4 octobre 1996
PG 0749+658	12.121	4100–9200 Å	1×1500s	Loral	5 octobre 1996
PG 1104+243	11.295	{ 2700–7700 Å 4700–9800 Å	{ 1×1800s 1×1200s	Loral	{ 28 mai 1997 (R.L.) 14 mai 1996
PG 1111–077*	13.666	4700–9800 Å	3×1200s	Loral	15 mai 1996
Feige 87	11.693	{ 2700–7700 Å 4700–9800 Å	{ 2×1800s 3×900s	Loral	{ 28 mai 1997 (R.L.) 14 mai 1996
PG 1449+653	13.611	{ 2700–7700 Å 4700–9800 Å	{ 1×2700s 2×1200s	Loral	{ 24 juin 1997 15 mai 1996
PG 1519+640*	12.433	4700–9800 Å	2×900s	Loral	15 mai 1996
PG 1558–007	13.541	4700–9800 Å	3×1200s	Loral	15 mai 1996
PG 1610+519	13.726	2700–7700 Å	2×2700s	Loral	23 juin 1997
PG 1629+081	12.764	3600–8400 Å	2×1800s	Loral	10 avril 1998 (R.L.)
PG 1636+104	14.039	{ 2700–7700 Å 4700–9800 Å	{ 1×3600s 4×1200s	Loral	{ 27 juin 1997 15 mai 1996
PG 1701+359	13.226	{ 3100–6200 Å 4700–9800 Å	{ 3×1800s 2×1200s + 1×600s	{ THX Loral	{ 6 août 1996 13 mai 1996
PG 1718+519	13.733	{ 3100–6200 Å 4700–9800 Å	{ 3×1800s 2×1200s	{ THX Loral	{ 6 août 1996 15 mai 1996
PG 2110+127	12.927	{ 3100–6200 Å 5800–9000 Å	{ 2×1800s 1×1200s	THX	{ 5 août 1996 3 août 1996
PG 2118+126	13.579	{ 3100–6200 Å 5800–9000 Å	{ 1×1800s 3×1500s	THX	{ 6 août 1996 4 août 1996
PG 2148+095	13.021	5800–9000 Å	3×1200s	THX	4 août 1996
KPD 2215+503	13.664	{ 2700–7700 Å 4100–9200 Å	{ 1×1800s 1×2700s	Loral	{ 24 juin 1997 1 ^{er} octobre 1996
PG 2226+094	14.065	4100–9200 Å	1×3600s	Loral	5 octobre 1996

† Magnitude V selon Allard *et al.* (1994)

* Objets de contrôle

PG 0039+049 : Malgré l'excès de flux lumineux rouge observé par Moehler *et al.* (1990a), ceux-ci font remarquer l'absence des raies caractéristiques dans leur spectre de cet objet qui leur permettraient de confirmer sa binarité.

PG 0110+262 : Thejll *et al.* (1995) mesurent un excès de flux dans les bandes infra-rouges *J*, *H* et *K*, laissant deviner l'existence d'une deuxième étoile plus froide liée à la sous-naine. Ulla & Thejll (1998) ont effectué la déconvolution de cet objet double.

PG 0229+064 : Cet objet a été identifié comme une étoile de la séquence principale de type B3, et particulièrement riche en hélium et en carbone, selon Moehler *et al.* (1990b). De leur côté, Saffer *et al.* (1994) y détectent la raie d'absorption Ca II K.

PG 0342+026 : Classée dans la catégorie des étoiles de la branche horizontale de type B (HBB) par Moehler *et al.* (1990b). Ulla & Thejll (1998) n'observent pas de surplus de flux dans les bandes *JHK* de cet objet.

PG 1104+243 : Objet déjà identifié comme binaire dans le catalogue PG de Green *et al.* (1986). Ferguson *et al.* (1984) déterminent que le compagnon froid devrait être de type spectral K2, tandis que Orosz *et al.* (1997) en arrivent plutôt à la conclusion que ce dernier appartient au type G8 de la séquence principale.

PG 1449+653 : La découverte d'une bande G prononcée dans le spectre de cette étoile par Moehler *et al.* (1990b) leur fait penser que cette dernière pourrait avoir un compagnon de type G non détecté.

PG 1610+519, *PG 1629+081*, *PG 1701+359* : Ces objets se trouvant à proximité de la séquence des sous-naines de Allard *et al.* (1994), les auteurs suggèrent que le compagnon froid de ces systèmes qu'ils considèrent potentiellement binaires n'émet certainement que peu de lumière dans la bande *V* en comparaison de leur voisine sous-naine.

PG 1636+104 : Objet déjà identifié comme binaire dans le catalogue PG de Green *et al.* (1986).

PG 1701+359 : Theissen *et al.* (1995) incluent également cette étoile dans leur liste de candidats à la binarité.

PG 1718+519, *PG 2110+127* : Theissen *et al.* (1995) confirment qu'il s'agit de sous-naines binaires, proposant la classe de luminosité IV et le type spectral G7 et G6 respectivement pour leur compagnon froid.

PG 2110+127, *PG 2118+126*, *PG 2148+095* : Ulla & Thejll (1998) détectent un surplus de flux significatif dans les bandes *JHK* qui révèle la présence d'un compagnon froid pour ces trois objets, et font la déconvolution des composantes de ces systèmes doubles.

2.2 Traitement des données

Le traitement des spectres s'est fait à partir des multiples routines du programme de réduction IRAF*. La démarche est classique, et ne sera donc que brièvement décrite ici, étape par étape :

- 1°) Soustraction de l'image biais
- 2°) Division par la plage uniforme
- 3°) Nettoyage des rayons cosmiques
- 4°) Extraction du spectre et soustraction du ciel
- 5°) Élimination des mauvais pixels
- 6°) Calibration en longueurs d'onde
- 7°) Calibration en flux
- 8°) Combinaison des images rouges et bleues

*IRAF : Image Reduction and Analysis Facility

Ce qu'on appelle l'image biais est en fait une lecture du CCD pour un temps de pose de 0 seconde, en n'exposant le détecteur à aucune source de lumière, l'obturateur demeurant fermé. À chaque nuit d'observation, 5 à 10 de ces images étaient prises pour être combinées plus tard lors de la réduction grâce à la routine ZEROCOMBINE de IRAF. L'image moyennée ainsi obtenue nous donne le signal de base du détecteur, sorte de "bruit de fond" fixe que l'on doit soustraire de nos observations par l'intermédiaire de la routine CCDPROC. Les fluctuations de ce signal ("overscan") sont aussi prises en compte par cette routine.

Quant à la plage uniforme, il s'agit de la somme moyennée de plusieurs images prises en exposant la caméra à la lumière d'une lampe à émission continue réfléchie sur un écran blanc. Encore là, nous avons fait entre 5 et 10 expositions (plus souvent 10) chaque nuit. Le résultat nous permet de cartographier les différences de sensibilité des pixels du détecteur de même que les franges d'interférence. On lisse la plage uniforme par un polynôme approprié, on divise ensuite la plage par cette courbe de lissage, ce qui produit une plage uniforme normalisée contenant maintenant seulement la "structure" du CCD (l'ensemble de ces opérations se fait avec RESPONSE). Pour éliminer cette structure de nos spectres il suffit alors en utilisant CCDPROC de les diviser par la plage normalisée.

À cause d'un problème de coulage avec la caméra Loral, les plages uniformes prises durant la mission du mois de mai 1996 ne sont pas valides. Les observations de cette période n'ont donc pas été corrigées pour la structure du détecteur. Après examen, cette lacune ne semble pas créer de distortions ou structures artificielles dans nos spectres. Néanmoins il est bon de garder cet état de chose à l'esprit.

Désolante conséquence de notre bombardement continu par des rayons cosmiques provenant de l'espace, les empreintes indésirables que laissent ces particules au contact du détecteur CCD doivent être nettoyées! Avec IMEDIT tous les rayons cosmiques à une distance de moins de 50 pixels de la trace du spectre ont été effacés un par un, sauf ceux trop près de la trace qui étaient impossibles

à enlever sans abîmer celle-ci.

Une fois les images nettoyées, on peut alors passer à l'extraction des spectres. Ceci consiste à réduire l'image qui a trois dimensions (intensité, pixels de ligne, pixels de colonne) en un spectre de l'intensité lumineuse en fonction des pixels de colonne qui eux seront plus tard calibrés en longueurs d'onde. La routine qui regroupe l'ensemble des fonctions permettant cette opération se nomme APALL. Pour chaque colonne de pixels du CCD elle va déterminer la ligne où se trouve le centroïde (le point d'intensité maximale) de la trace du spectre puisque ce dernier a toujours une certaine largeur. À travers ces centroïdes est ajusté un polynôme autour duquel APALL va sommer de façon pondérée l'intensité d'un certain nombre de lignes. Ensuite, à une certaine distance et de part et d'autre du spectre, le signal du ciel sera mesuré sur un intervalle de longueur donnée afin d'en approximer la brillance par une droite et de l'en soustraire du signal de l'objet observé.

Sur ces spectres en deux dimensions on peut alors facilement identifier les mauvais pixels, et les éliminer avec SPLOT en les forçant à prendre la valeur approximative du continu autour du pixel. De la même façon, on va nettoyer les rayons cosmiques qu'il n'était pas possible d'enlever précédemment. Ils sont faciles à reconnaître, ayant un peu l'air de raies en émission alors qu'on sait fort bien que les sous-naines ne présentent pas de telles structures. La procédure de nettoyage reste délicate puisque la trace de ces rayons cosmiques a, en général, une largeur de quelques pixels.

On recherche maintenant la solution de dispersion, c'est-à-dire la calibration qui nous permettra d'associer à chaque pixel du spectre une valeur correspondante dans l'espace des longueurs d'onde (mesurées en angströms). À quelques reprises au cours de chaque nuit, des spectres de lampes de comparaison ont été obtenus. Selon le domaine spectral étudié, on utilisait la lampe contenant le gaz de cuivre-argon ou celle contenant l'hélium-argon. À la réduction, les spectres de ces lampes

ont été extraits de la même façon que les observations, et en suivant le polynôme représentant la trace du spectre d'une des étoiles standards de la nuit. Parfois on a plutôt extrait les spectres des lampes en utilisant comme référence chacun des objets de la nuit. Aucune différence notable n'a été vue dans la solution entre les deux méthodes ; ce résultat semble donc indiquer qu'il n'y a pas de déplacement rotationnel indésirable entre la caméra et le réseau pour des positions différentes du télescope. La solution de dispersion fut évaluée avec la routine IDENTIFY qui demande qu'on lui fournisse les positions en angströms d'un certain nombre des raies de la lampe de comparaison pour pouvoir les faire correspondre avec le centre de ces raies. La routine fait alors passer un polynôme d'ordre peu élevé (en général d'ordre 3), qu'on appliquera ensuite aux spectres des objets avec la fonction DISPCOR de IRAF.

Malheureusement on a constaté de grands décalages (en longueur d'onde) autant vers le rouge que vers le bleu et pouvant aller jusqu'à plus de 14 Å pour les raies d'hydrogène de nos spectres de sous-naines. Les vitesses radiales typiques de ces étoiles sont de quelques dizaines de km/s, ce qui est bien trop peu pour expliquer ces décalages. Lors de notre dernière mission on a tenté l'expérience de prendre le spectre d'une lampe de comparaison immédiatement avant et après l'observation d'un objet, le télescope pointant toujours en direction de ce dernier. Comme exemple, en appliquant sur l'objet en question la moyenne des deux solutions de dispersion données par ces lampes, on obtient pour la position de la raie d'hydrogène $H\beta$ une valeur de 4860.3 Å (valeur théorique de la transition : 4861.3 Å) par rapport à 4875.2 Å si on utilise une autre lampe prise dans une position différente du télescope durant cette nuit ! On en vient donc à la conclusion qu'il doit y avoir flexion entre le CCD et le réseau que le déplacement du télescope met en évidence. Ceci étant dit, notre objectif n'étant pas de faire des mesures de vitesses radiales (nous n'avons surtout pas la résolution nécessaire pour le faire), ce problème n'en est pas vraiment un puisqu'il nous suffira de décaler artificiellement l'échelle des longueurs d'onde de nos spectres pour ramener les

raies d'hydrogène à leur valeur théorique avant de les comparer aux spectres synthétiques.

Pour la calibration en flux, on veut convertir l'intensité donnée en ADU[†] par le détecteur en unités de flux. Pour ce faire, il a fallu chaque nuit prendre des spectres d'étoiles dites standards pour lesquelles on connaît la valeur réelle du flux lumineux pour suffisamment de points de longueur d'onde dans le domaine spectral considéré. Les différents standards observés lors de nos missions sont : BD +284211, Feige 34, Feige 66, Feige 110, G191B2B, HD 192281 et HZ 44. C'est ensuite à l'étape du traitement que la fonction STANDARD intègre l'intensité dans les multiples bandes passantes de leurs spectres et les enregistre en les associant avec les valeurs de flux de calibration de ces bandes. On soumet alors ces données à la routine SENSFUNCTION qui se chargera d'en dériver la fonction de sensibilité reliant les unités ADU aux unités de flux, en tenant également compte de la correction à apporter pour l'extinction atmosphérique. Dans la mesure du possible, il est important d'observer les standards à des masses d'air suffisamment différentes au cours de la nuit pour que cette fonction d'extinction puisse être déterminée de façon adéquate. La solution trouvée est finalement appliquée aux observations avec CALIBRATE. Il est important de faire remarquer ici qu'avant d'effectuer cette calibration en flux sur nos spectres, nous avons "aligné" leur échelle des longueurs d'onde afin de corriger le décalage discuté plus tôt. Nous avons effectivement remarqué qu'un décalage de 6 Å est suffisant pour induire des déformations dans le continu autour des raies d'absorption du spectre calibré. Évidemment les étoiles standards ont été corrigées de la même façon avant de les soumettre à la routine STANDARD.

Disposant maintenant de spectres correctement traités, il reste à les assembler. D'abord il faut combiner ensemble les poses de même plage de longueurs d'onde d'un même objet, étape où nous avons volontairement ignoré des spectres

[†]ADU : Analog Digital Unit

trop bruyants qui détérioraient le résultat de la combinaison. Par la suite on doit, pour chaque étoile concernée, joindre le spectre de plage bleue avec le spectre de plage rouge. La largeur de la région de chevauchement entre ces deux images varie entre 400 Å et 3600 Å. Cet intervalle nous permet d'y comparer le niveau de flux des deux spectres, et d'ajuster, si nécessaire, l'échelle des intensités du spectre le moins photométrique. Dans le meilleur des mondes, les deux sections de spectre contenues dans la zone de chevauchement seraient identiques et se fondraient ensemble parfaitement ; or ce n'est souvent le cas que sur un petit secteur de cette zone, les "effets de bord" du détecteur (et peut-être la calibration en flux) étant sûrement en partie responsable du problème. On a donc dû presque toujours tronquer les extrémités des spectres, ne gardant qu'une plus petite région de superposition. De plus, à ce stade, on ne connaît pas très bien l'influence qu'a la combinaison de deux spectres sur la silhouette des raies d'hydrogène communes à ceux-ci. Ainsi, quand la raie $H\beta$ (4861.3 Å) ou les deux raies $H\alpha$ (6562.8 Å) et $H\beta$ sont présentes à la fois dans le spectre de plage rouge et de plage bleue, on coupe la partie contenant cette ou ces raie(s) du spectre qui a le moins bon rapport S/B avant de joindre les spectres.

2.3 Problèmes rencontrés

Au moment de contrôler la validité de nos solutions de dispersion nous nous sommes aperçus d'un petit problème agaçant ; outre le décalage global de l'axe des longueurs d'onde tel que décrit précédemment, il est clair qu'on fait également face à un **décalage relatif** entre les raies d'hydrogène de nos étoiles. Ce phénomène se manifeste donc par une échelle des longueurs d'onde non-linéaire.

Nous avons fait quelques expériences afin de comprendre la situation. D'abord nous nous sommes assurés que les spectres des lampes de comparaison ne sont pas en cause, pas plus qu'une erreur dans l'application des solutions de dispersion. Ensuite, nous avons réalisé que de prendre une lampe de comparaison tout juste

avant et après chaque observation n'aurait pas réglé le pépin, et que l'amplitude du phénomène est proportionnel à la masse d'air et au temps d'exposition de l'observation. La cause la plus plausible du problème est la réfraction de la lumière provoquée par l'atmosphère qui se fait dans le sens nord-sud, la lumière bleue de l'étoile observée se retrouvant ainsi déviée plus au nord que sa lumière rouge. En effet, il faut savoir que lors de nos observations, la fente du spectrographe était orientée dans la direction est-ouest, et le système de guidage du télescope n'étant sensible qu'à la lumière rouge, cela fait en sorte que la fente est maintenue centrée sur ce qu'on appellera l'étoile rouge. En soit ceci n'est pas un problème ; la trace de nos spectres aura une inclinaison supplémentaire par rapport aux pixels du CCD mais l'opération d'extraction en tient compte et corrige cet effet. Là où le bât blesse, c'est que durant l'exposition le télescope pivote pour suivre l'objet et ce faisant l'orientation de la fente change. Le système de guidage garde l'étoile rouge centrée mais l'étoile bleue voit constamment sa position se modifier relativement à la fente, ce qui pense-t-on déplace au fil du temps l'endroit où tombe la lumière bleue du spectre sur le détecteur. Ceci résulterait donc en une trace du spectre élargie mais surtout d'une inclinaison de plus en plus prononcée en allant vers le bleu ; en projection sur la ligne d'extraction du spectre, ceci créera un décalage des longueurs d'onde croissant dans le même sens.

Ceci étant dit, les décalages relatifs rencontrés pour nos observations sont généralement petits (0.0–1.5 Å) en comparaison avec la résolution attendue de nos spectres (environ 10–12 Å). D'ailleurs, nous constaterons plus tard que le phénomène ne nuit en rien à l'analyse et l'interprétation de nos données ; il s'agit donc plutôt d'un faux problème.

Malheureusement, nous avons remarqué un autre défaut à propos de nos observations, plus sérieux cette fois ; régulièrement, les diverses poses d'un même objet n'ont pas nécessairement le même niveau de flux dans la région bleue du spectre ! Parfois la différence de flux aux extrémités bleues entre deux poses peut

dépasser 15%. Après nous être assurés que cela ne pouvait provenir d'une erreur dans les opérations de calibration en flux, il semble clair que nous avons donc, pour quelques observations, perdu de la lumière bleue qui aurait été déviée en-dehors de la fente du spectrographe suite à la réfraction provoquée par l'atmosphère, telle que discuté plus haut. Évidemment, avoir pu orienter la fente en direction nord-sud au début de chaque exposition aurait permis d'éliminer cette perte, mais ceci est difficilement réalisable à l'Observatoire du mont Mégantic.

Comme les plus grands désaccords de flux sont ceux qui existent entre les observations provenant de nuits différentes, il est presque certain que les étoiles standards, qui ne sont pas toujours les mêmes d'une nuit à l'autre, aient aussi perdu de la lumière bleue. Ceci aurait eu pour effet d'induire un surplus artificiel de flux de ce domaine spectral sur les objets lors de la calibration, rendant celle-ci peu fiable et les comparaisons invalides.

Étant donné qu'un niveau spectrophotométrique égal sur tout le domaine spectral considéré est primordial pour notre méthode de détection des étoiles binaires, la nature non photométrique de certains de nos spectres mènera au rejet de plusieurs de nos observations pour cette étude.

2.4 Spectres finals

Nous présentons dans les pages qui suivent les spectres finals (réduits, calibrés et combinés) de tous les objets de notre échantillon. N'ont pas servi à produire ces spectres les observations rejetées pour l'une ou l'autre des raisons énumérées précédemment.

Toutes les structures d'absorption visibles dans la portion rouge à droite de la raie d'hydrogène $H\alpha$ sont produites par les molécules O_2 et H_2O de l'atmosphère terrestre. Il existe cependant une exception ; le triplet de $Ca II$ ($\lambda\lambda$ 8498, 8542,

8662) est parfois visible dans cette région, et n'est pas d'origine tellurique.

Notons que l'on illustre deux spectres de l'objet PG 0105+276 ; d'après l'examen photométrique que nous en avons fait et qui est décrit à la Section 3.1, aucun de ces deux spectres de PG 0105+276 ne présente un niveau spectrophotométrique constant sur toute la couverture spectrale. Le spectre "a" serait caractérisé par un surplus artificiel de lumière bleue, alors que le spectre "b" aurait plutôt subi une perte de lumière dans cette région. Ne disposant pas de spectres de meilleure qualité pour PG 0105+276, nous conservons donc ces deux versions de son observation.

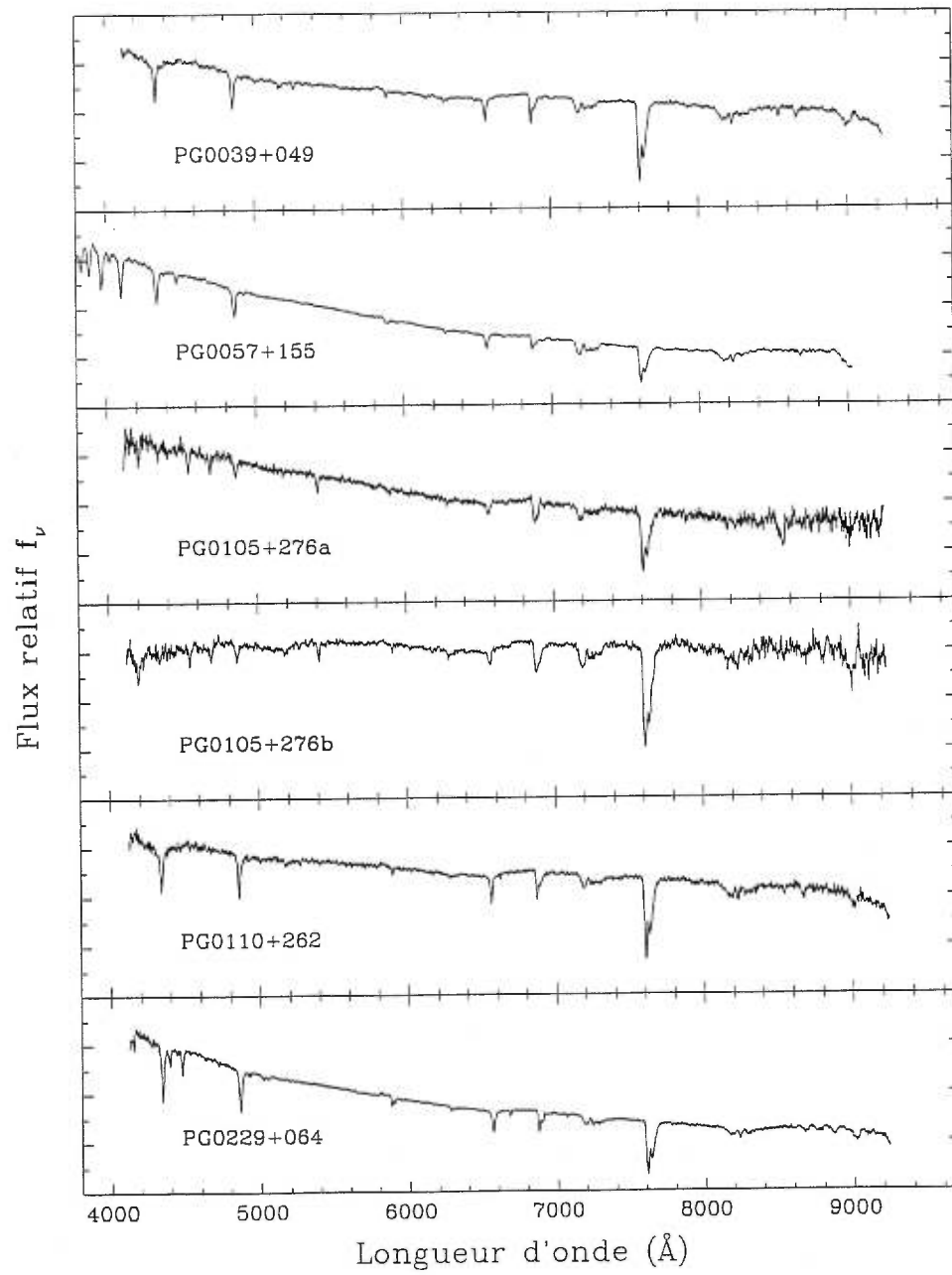


FIGURE 2. Spectres des étoiles observées (I). L'échelle de flux en f_ν est particulière à chaque objet, mais est toujours caractérisée par un niveau 0 au bas de chaque cadre.

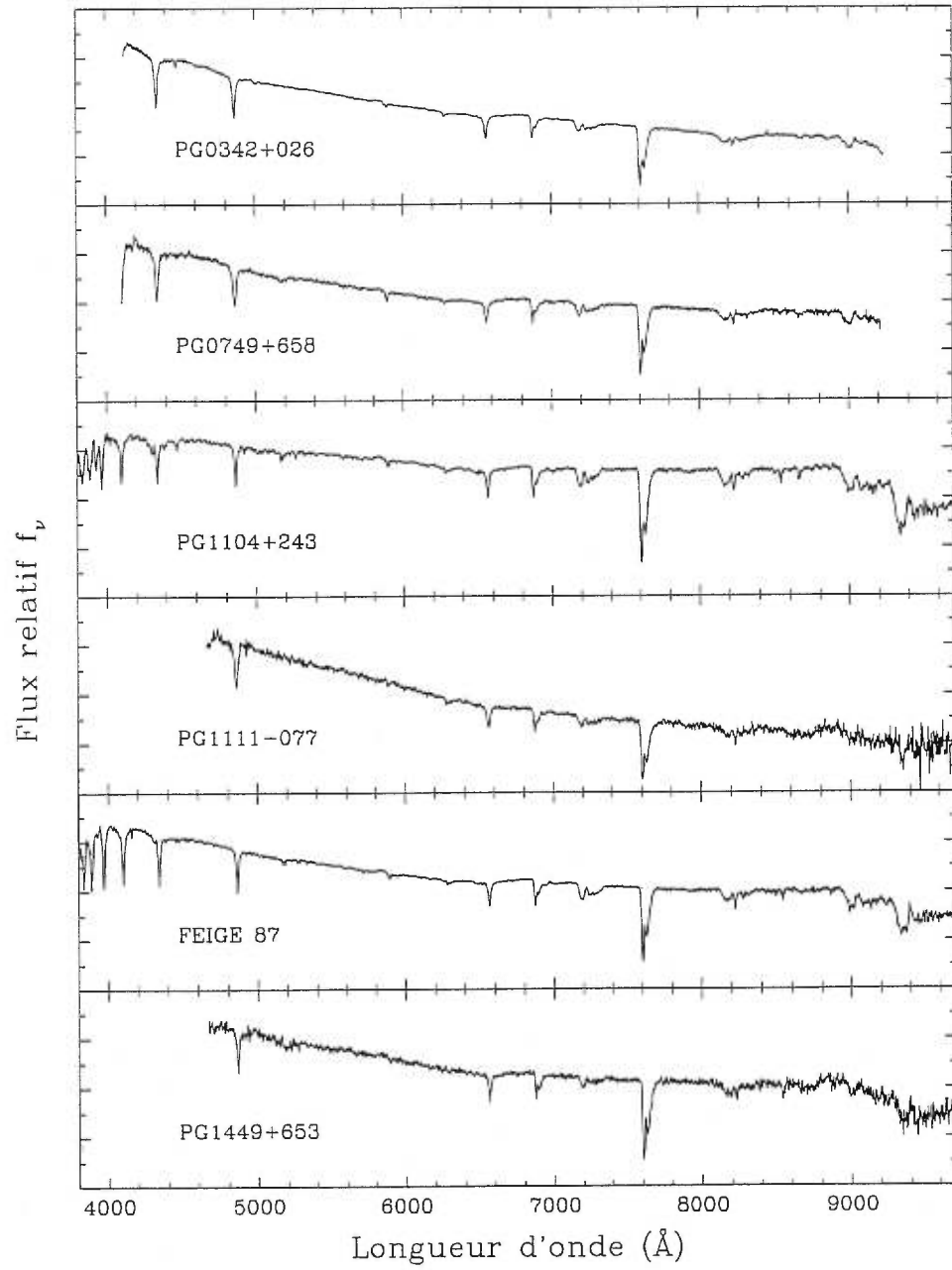


FIGURE 3. Spectres des étoiles observées (II).

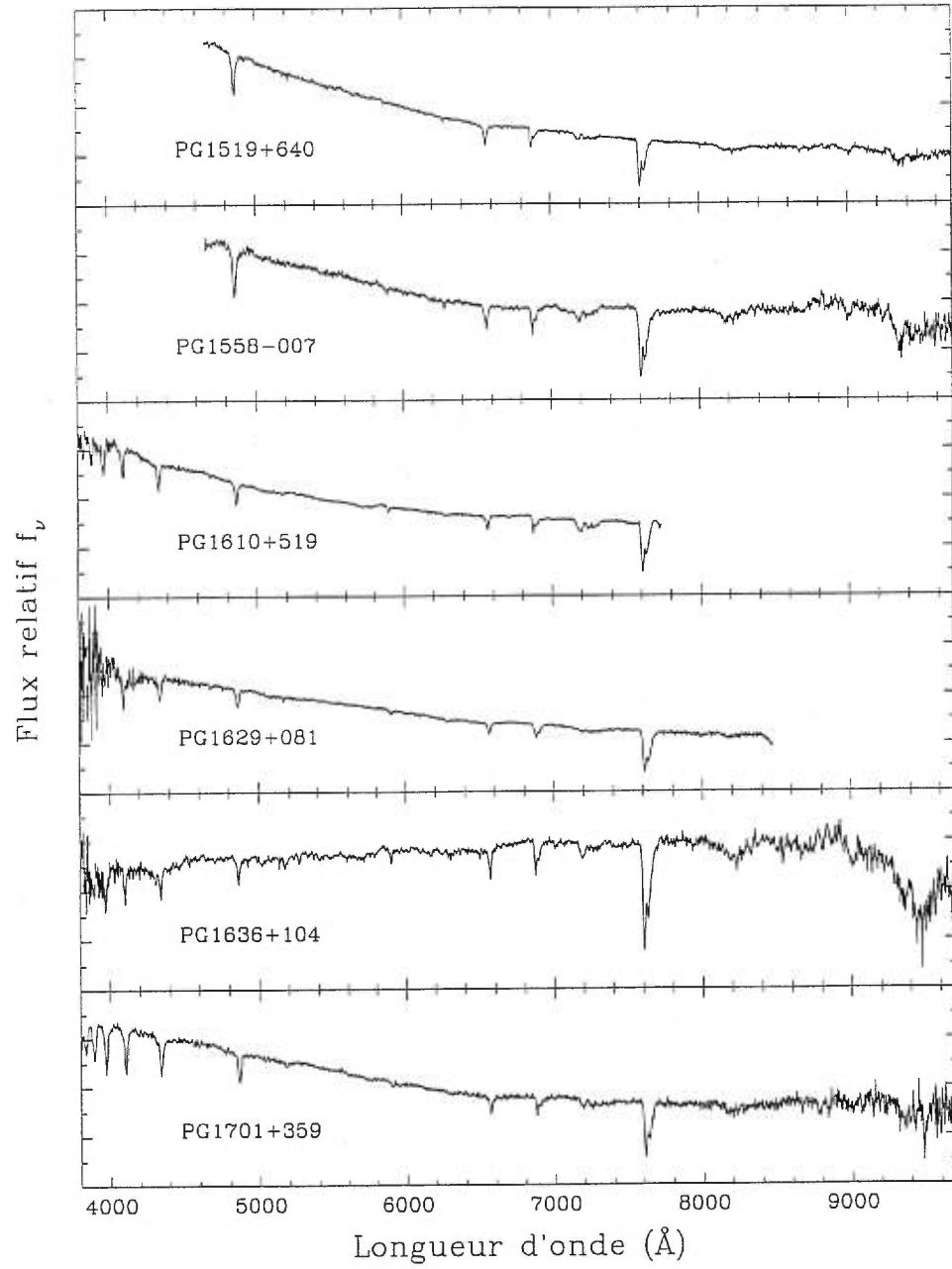


FIGURE 4. Spectres des étoiles observées (III).

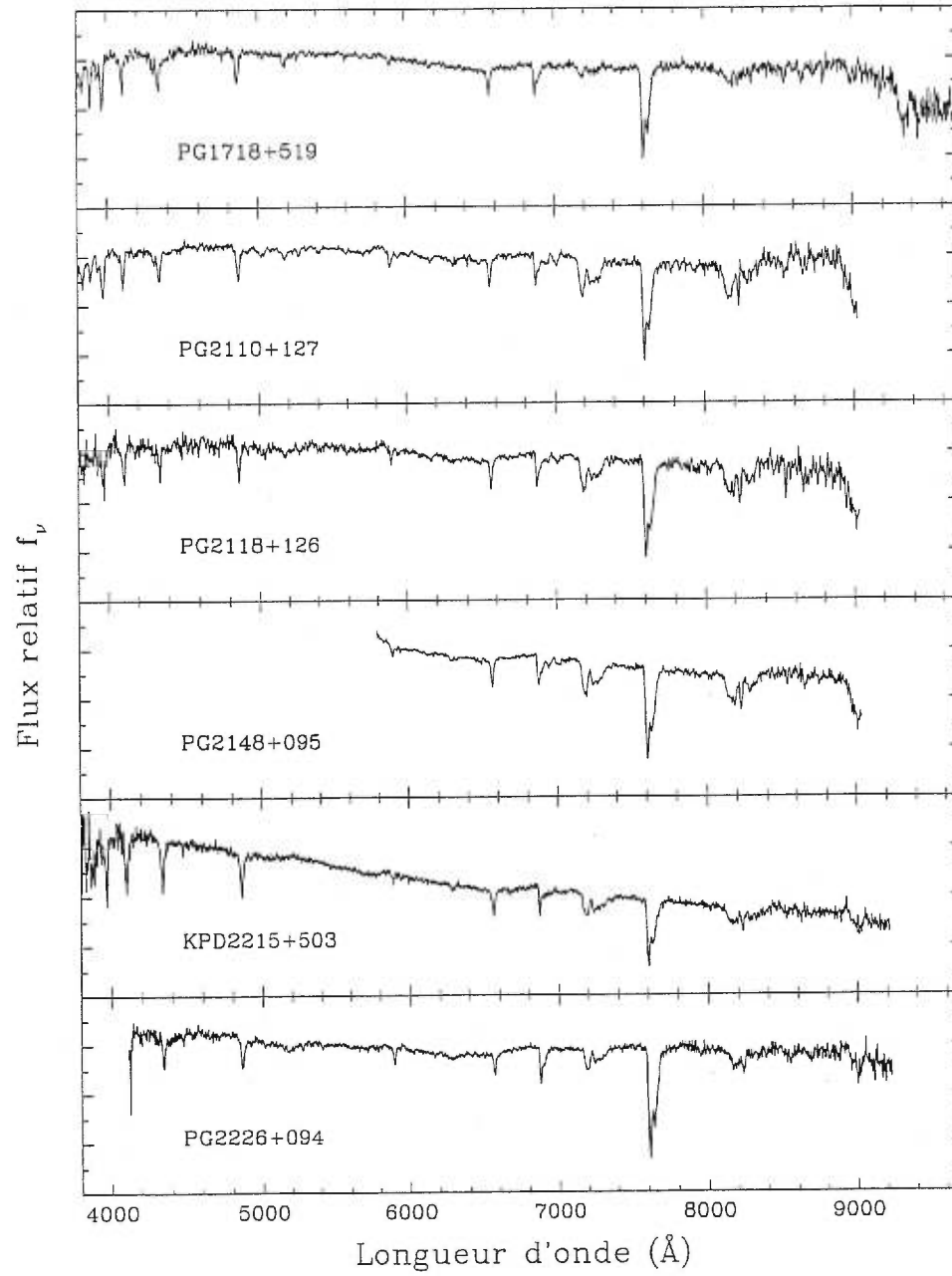


FIGURE 5. Spectres des étoiles observées (IV).

CHAPITRE 3

Analyse et déconvolution des spectres

3.1 Examen du niveau photométrique des observations

La première opération effectuée sur nos données consiste à vérifier leur qualité photométrique. Pour ce faire, nous avons multiplié les spectres observés par la courbe de transmission de filtres Strömgen u , b , et y (Kitt Peak National Observatory, filtres KP 1456, KP 1458 et KP 1460, respectivement), et de filtres Cousins V et R (Landolt 1992). Ce produit nous fournit les flux spectrophotométriques de nos observations dans les cinq bandes, que l'on a ensuite comparés avec les flux photoélectriques calculés à partir des magnitudes Cousins tirées de Allard *et al.* (1994) et des indices Strömgen de Wesemael *et al.* (1992), et Bergeron *et al.* (1984) pour Feige 87. Pour rendre cette comparaison possible, nous avons utilisé les constantes de conversion de magnitude en flux données par Heber *et al.* (1984) pour les indices Strömgen, et par Bessell (1979) pour les bandes V et R .

Tel que mentionné au Chapitre 2, la réduction des observations indique que, souvent, les divers spectres d'un même objet sont caractérisés par des continus assez différents, se croisant entre eux. La perte de lumière bleue provoquée par la réfraction atmosphérique et l'orientation fixe (est-ouest) de la fente du spectrographe est une explication mise de l'avant. Les résultats de la comparaison avec les données photométriques publiées pour les étoiles de notre échantillon abondent dans le même sens. En effet, dans la partie rouge des spectres (bandes V et R), les flux spectrophotométriques des observations sont quasiment toujours

similaires aux flux photoélectriques publiés, alors que les flux de nos spectres associés aux indices v et b sont soit semblables, inférieurs (indiquant une perte de lumière bleue) ou supérieurs (indiquant une perte de lumière bleue encore plus grande du ou des standard(s) utilisée(s) pour la calibration en flux) à ceux obtenus à partir des indices donnés par les auteurs cités plus haut. Ainsi, comme déjà mentionné à la Section 2.3, plusieurs spectres ont été rejetés de notre travail puisque démontrant, face aux données publiées, une variation importante de leur niveau photométrique d'une extrémité à l'autre de la couverture spectrale. Les valeurs du Tableau II correspondent au rapport entre le flux spectrophotométrique et le flux photoélectrique pour nos observations finales, c'est-à-dire celles considérées pour notre analyse et pour lesquelles la différence entre les rapports de flux dans la bande la plus bleue et dans la bande la plus rouge est inférieure à 10% (exception : PG 0105+276 pour lequel aucun spectre ne remplit cette condition). Effectivement, pour un spectre d'étoile sdB, la perte de lumière bleue peut être faussement interprétée, lors de la déconvolution, comme plutôt un excès de lumière rouge en provenance d'un compagnon froid, faisant donc croire en un système binaire. Inversement, un surplus artificiel de lumière bleue dans le spectre d'une étoile double va amoindrir la signature de l'étoile secondaire froide dans ce spectre, menant à une détermination erronée de la nature de ce dernier.

3.2 Ajustement de spectres synthétiques aux distributions d'énergie

Afin de déterminer lesquels de nos objets sont réellement des systèmes binaires, nous commençons par rechercher le spectre synthétique de sous-naine qui reproduit le mieux le profil observé des raies d'hydrogène $H\delta$ (4101.7 Å) et $H\gamma$ (4340.5 Å), ainsi que les raies d'hélium $He I \lambda 4026$, $He I \lambda 4471$ et $He II \lambda 4686$, en faisant l'hypothèse que toutes ces raies sont peu contaminées par le flux de l'étoile secondaire (étoile froide). Nous utilisons une grille de modèles d'atmosphère calculée par P. Bergeron, qui couvre les températures effectives de 20 000 K à 50 000 K

TABLEAU II. Niveau photométrique des observations

Objets	Flux observé/flux attendu				
	<i>v</i>	<i>b</i>	<i>y</i>	<i>V</i>	<i>R</i>
PG 0039+049	–	1.11	1.08	1.07	1.06
PG 0057+155	0.94	0.94	0.96	0.97	0.94
PG 0105+276a	–	0.83	0.80	0.78	0.69
PG 0105+276b	–	0.72	0.82	0.79	0.83
PG 0110+262	–	0.99	0.96	0.93	0.90
PG 0229+064	–	1.07	1.05	1.03	1.02
PG 0342+026	–	1.03	1.04	1.04	1.04
PG 0749+658	–	1.01	1.01	1.00	0.98
PG 1104+243	0.94	0.93	0.93	0.96	0.90
PG 1111–077	–	–	1.03	1.00	0.93
Feige 87	0.68	0.69	0.71	0.69	0.69
PG 1449+653	–	–	1.06	1.09	1.00
PG 1519+640	–	–	1.12	1.12	1.02
PG 1558–007	–	–	1.05	1.07	0.96
PG 1610+519	1.17	1.11	1.09	1.09	–
PG 1629+081	0.82	0.87	0.88	0.87	–
PG 1636+104	0.99	1.02	1.02	0.97	1.00
PG 1701+359	1.03	1.06	1.08	1.09	1.04
PG 1718+519	1.04	1.05	1.08	1.12	1.06
PG 2110+127	1.07	1.10	1.11	1.10	1.04
PG 2118+126	0.97	0.96	0.97	0.96	0.91
PG 2148+095*	–	–	–	–	–
KPD 2215+503	0.72	0.76	0.79	0.75	0.71
PG 2226+094	–	1.01	1.02	1.03	1.00

* Couverture spectrale restreinte (5800–9000 Å)

par saut de 5000 K, et les gravités de surface, $\log g$, allant de 4.5 à 6.0 par intervalle de 0.5 dex. Différentes abondances d'hélium sont également considérées, soient $\log y = -1.5, -2.0, -2.5, -3.0, -3.5$. Nous faisons aussi usage de la procédure numérique de minimisation mise au point par P. Bergeron (voir, par exemple, Saffer *et al.* 1994). Cette méthode permet d'estimer les paramètres atmosphériques du modèle (convolué à la résolution des observations) qui s'ajuste le mieux aux profils des raies observées après avoir normalisé le continu adjacent à 1. Un spectre synthétique, basé sur la meilleure solution, est ensuite calculé par interpolation entre les points de la grille initiale. Le spectre du meilleur modèle d'étoile sdB est ensuite renormalisé au niveau du flux observé à 4200 Å, supposant encore une fois que le flux dans cette région est entièrement produit par la sous-naine chaude. La Figure 6 illustre le modèle optimal ainsi obtenu (convolution de 10 Å), en superposition avec l'observation, pour trois objets. Pour PG 0749+658, la couverture spectrale plus étroite dans la partie bleue exclut les raies H δ et He I λ 4026 : l'ajustement du meilleur modèle s'est donc fait plutôt à partir des raies d'hydrogène H γ et H β et des raies d'hélium He I λ 4471 et He II λ 4686.

On sait d'avance que cette façon de séparer les composantes du système double n'est pas sans défaut ; notre prémisse est mauvaise puisque dans la région spectrale des raies H δ et H γ la contribution au flux du système de la part de l'étoile froide n'est pas exactement nulle. Pour une sous-naine B typique ($T_{\text{eff}} = 30\,000$ K, $\log g = 5.5$, $M = 0.5 M_{\odot}$) associée à un compagnon de la séquence principale dont le type spectral varie entre K5 et G5, on s'attend en fait à ce que 0–12% du flux de cette région (~ 4200 Å) provienne de l'étoile froide. S'il s'avérait que les compagnons appartiennent plutôt à la classe des sous-géantes, cette fraction n'en serait que d'autant plus grande. En plus, tel que suggéré précédemment, pour certains objets de notre échantillon la couverture spectrale n'inclut pas la raie H δ ou même H γ . Ceci nous oblige alors à utiliser la raie H β , plus fortement contaminée, pour déterminer les paramètres principaux de l'étoile sdB.

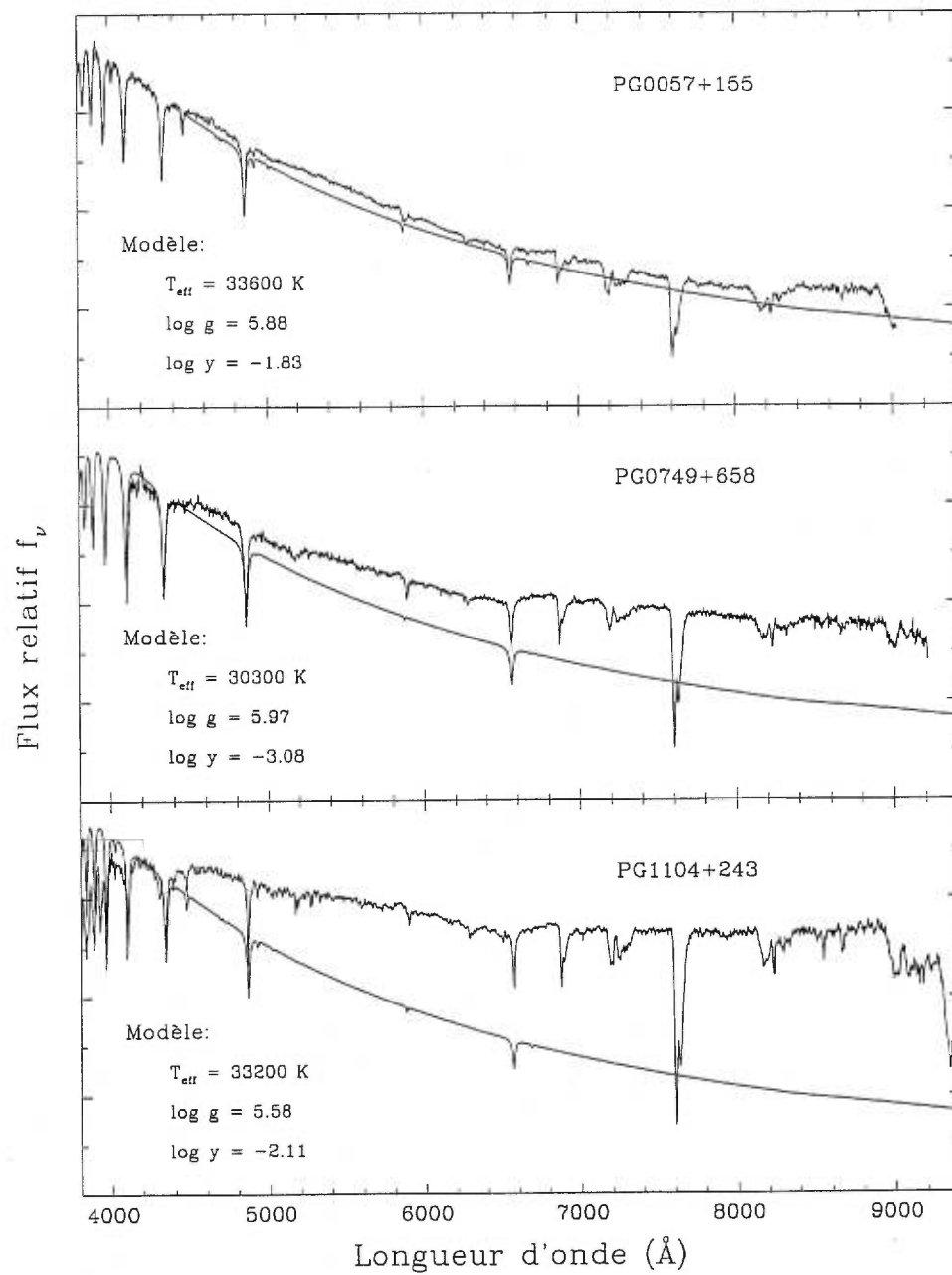


FIGURE 6. Modèle d'étoile sdB optimal pour trois objets. PG 0057+155 est une sous-naine pour laquelle aucun compagnon n'est soupçonné. PG 0749+658 et PG 1104+243 sont candidats à la binarité.

Bien que cette approche soit peu précise quant à la détermination des caractéristiques de la sous-naine, l'objectif initial est d'abord d'identifier les systèmes doubles. En ce sens, l'ajustement d'un modèle d'étoile sdB montre bien l'excès de flux dans la partie rouge des spectres quand il existe, et ne laisse aucun doute quant aux objets dont la distribution d'énergie ne peut être reproduite seulement par un spectre synthétique de sous-naine. Cependant, ce surplus de lumière rouge n'indique pas nécessairement la présence d'un compagnon froid ; il pourrait s'agir, dans certains cas, de la manifestation de rougissement interstellaire. Il devient donc très utile, dans une deuxième étape, de chercher à identifier des raies d'absorption d'éléments lourds dans les spectres observés. Ces raies ne peuvent être produites dans la photosphère trop chaude d'une sous-naine de type B. Leur présence trahit donc l'existence d'un compagnon froid, pour lequel l'abondance photosphérique d'éléments lourds peut être grande. Pour la plupart de nos étoiles candidates à la binarité, il fut facile d'identifier les structures d'absorption de la bande G (CH + FeI) et des atomes FeI, MgI et CaI. À la Section 3.4, nous donnerons un compte-rendu détaillé de l'information spectroscopique extraite de nos observations, ainsi qu'une première évaluation du type spectral de l'étoile secondaire que l'on peut en tirer. Notons qu'aucune raie d'éléments lourds n'a été observée dans les spectres de nos objets de contrôle, ces étoiles sdB de notre échantillon pour lesquelles on ne soupçonne aucun compagnon.

3.3 Influence de l'extinction interstellaire

En rassemblant les indices fournis par l'ajustement d'un modèle d'étoile sdB et la présence ou non de raies d'éléments lourds, il est relativement facile de distinguer les objets simples des objets doubles dans notre liste. Quand une observation témoigne d'un excès de flux dans l'extrémité rouge du spectre, on peut généralement aussi y apercevoir des raies d'éléments lourds. Si, au contraire, le spectre synthétique reproduit très bien l'observation, alors on note en même temps l'absence

de la signature d'éléments lourds. Cependant, nous sommes confrontés à trois étoiles pour lesquelles les indices se contredisent ; les spectres de PG 0342+026 (objet de contrôle), PG 1629+081 et KPD 2215+503 (candidats binaires) démontrent clairement un surplus de lumière rouge sans toutefois présenter des structures d'absorption autres que celles de l'hydrogène et de l'hélium. Le rapport S/B de ces spectres étant du même ordre que celui des autres objets de l'échantillon, une qualité insuffisante des observations en question ne peut être invoquée pour expliquer l'absence des raies attendues d'éléments lourds.

Il nous faut donc explorer la possibilité que ces objets "ambigus" soient des étoiles sdB simples affectées par un rougissement d'origine interstellaire. Pour ce faire, nous avons appliqué les courbes d'extinction de Seaton (1979) aux modèles optimaux de sous-naines dérivés dans les trois cas litigieux. Pour une valeur donnée de l'excès de couleur E_{B-V} , nous nous sommes contentés d'appliquer sur le modèle les points discrets d'extinction A_λ tabulés par cet auteur, points normalisés par rapport à $R = 3.20$ (R correspond à la valeur moyenne du ratio A_V/E_{B-V}). Nous avons ensuite renormalisé ces points de flux rougis au niveau du spectre observé en utilisant le rapport entre le flux observé et le flux rougi à 4200 Å. Notre routine numérique calcule ensuite, pour l'ensemble des quelques points de la courbe ainsi normalisée, la déviation par rapport à l'observation, et répète cette procédure pour plusieurs valeurs de E_{B-V} . Le produit final est la courbe d'extinction qui, en combinaison avec le modèle optimal d'étoile sdB, reproduit le mieux le spectre observé. Ce résultat est illustré à la Figure 7 pour les trois objets ambigus. Par souci d'esthétique, les points d'extinction sont reliés entre eux par une droite, et le flux du modèle de sous-naine est comme d'habitude normalisé à 4200 Å. Il faut remarquer que pour PG 1629+081, le modèle optimal indiquait une abondance d'hélium $\log y < -3.5$, c'est-à-dire en-dessous de la limite inférieure de notre grille pour ce paramètre. Afin d'éviter l'extrapolation en-dehors de la grille de modèles, nous avons plutôt refait l'ajustement au moindre carré en fixant l'abondance à cette valeur limite ($\log y = -3.5$).

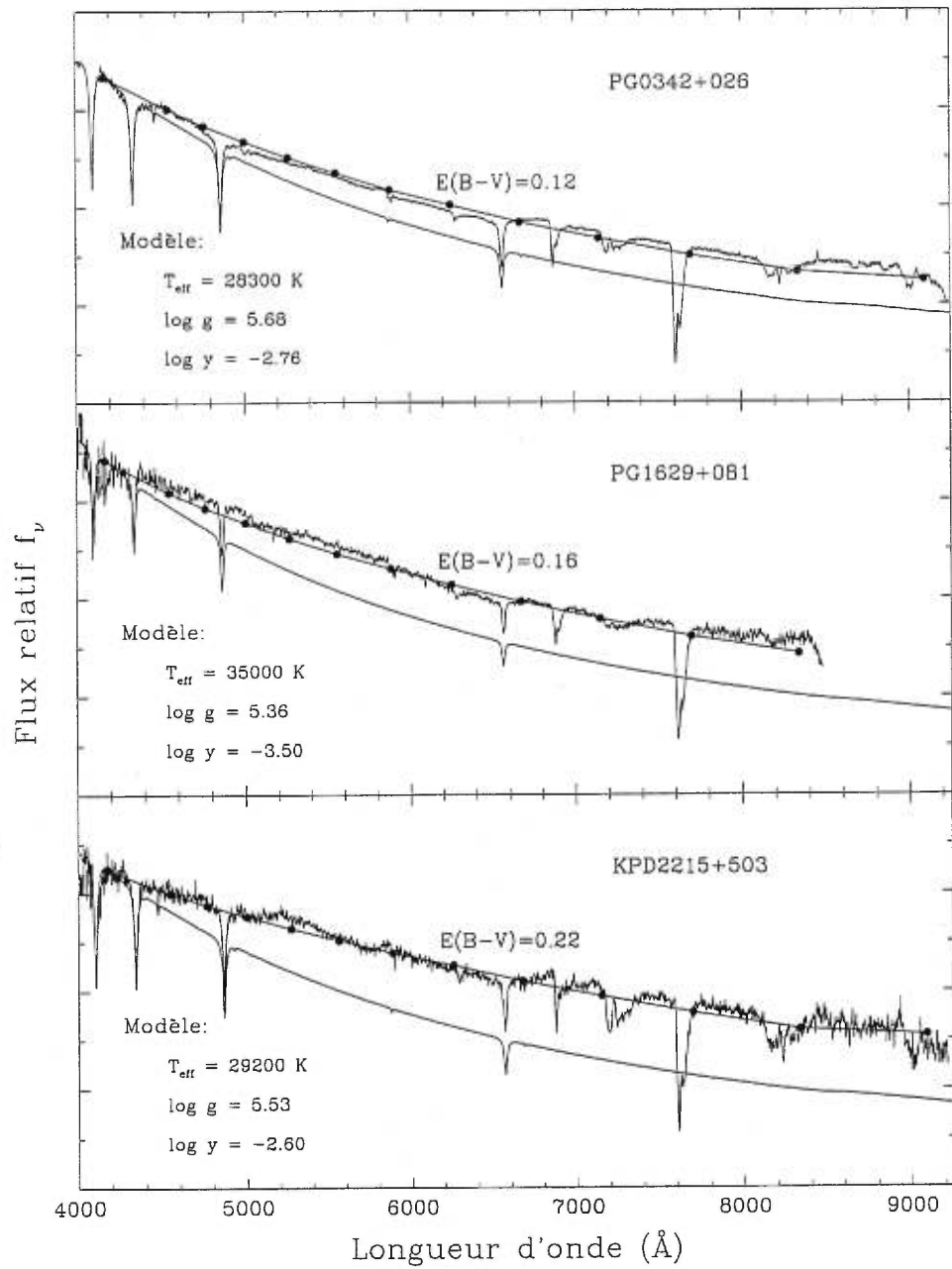


FIGURE 7. Courbes d'extinction interstellaire reproduisant le mieux quelques objets rougis.

Il serait raisonnable de penser que pour des objets du catalogue PG, qui sont concentrés à de hautes latitudes galactiques, le rougissement interstellaire soit presque inexistant, ou à tout le moins de faible amplitude. Moehler *et al.* (1990a) se sont intéressés à la question lors de leur analyse de 37 sous-naines de type B, et constatent qu’une extinction assez importante peut se produire pour des étoiles situées aux latitudes galactiques sud. Ils déterminent que pour les 17 sous-naines de cette partie de leur échantillon ($-60^\circ < b < -35^\circ$), la valeur moyenne de $\langle A_V \rangle = 0.287$, ce qui correspond à $E_{B-V} \simeq 0.09$. Par contre, pour les 20 objets qui se trouvent au nord galactique ($30^\circ < b < 60^\circ$), $\langle A_V \rangle = 0.063$, soit environ $E_{B-V} = 0.02$, ce qui indique une extinction presque négligeable dans cette direction. Ces résultats démontrent qu’il n’est donc pas improbable que quelques-unes de nos étoiles subissent un rougissement de l’ordre de $E_{B-V} \sim 0.1$.

Ainsi, tel qu’illustré à la Figure 7, on ne peut pas s’étonner de la valeur de l’excès de couleur nécessaire pour bien reproduire la distribution d’énergie de l’étoile PG 0342+026 ($E_{B-V} \simeq 0.12$). Dans le cas de KPD 2215+503, son importante extinction ($E_{B-V} \simeq 0.22$) est plausible, puisqu’il s’agit d’une étoile issue du sondage Kitt Peak-Downes (Downes 1986), restreint au plan de la Galaxie. Pour PG 1629+081, on doit s’attendre à ce que la valeur de E_{B-V} dérivée ($\simeq 0.16$) soit un peu exagérée, puisqu’il s’agit d’une de nos rares observations utilisées pour lesquelles l’examen du niveau photométrique (présenté au Tableau II) révèle un déficit de flux dans la partie bleue. Notons que si l’on admet que ces trois objets sont des étoiles simples rougies, alors l’espèce de “saut” situé à environ 6600 Å qui semble séparer le continu des spectres de part et d’autre de ce point et qui ne peut être reproduite par les courbes d’extinction, provient probablement d’une erreur de calibration en flux.

Comme vérification supplémentaire, nous avons consulté la carte d’extinction interstellaire élaborée par Burstein & Heiles (1982). Cette cartographie est basée sur une combinaison de comptes des galaxies et de mesures de densité de

colonne de l'hydrogène neutre, généralement dans la direction d'amas globulaires et d'étoiles de type RR Lyrae. Les objets en question sont tous caractérisés par une latitude galactique $|b| > 10^\circ$ et une distance $z > 300$ pc. Ceci nous laisse croire que, pour étudier l'extinction potentielle subie par les étoiles sdB du catalogue PG qui se trouvent toutes elles-mêmes à de hautes latitudes galactiques, cette carte devrait être appropriée. Nous y avons relevé les quantités de rougissement correspondant aux coordonnées galactiques de tous les objets de notre échantillon. Ces valeurs (E_{B-V}) sont données au Tableau III.

On estime que l'incertitude sur notre lecture par interpolation visuelle entre les courbes de niveau de la carte est plus petite ou égale à 0.02 mag, les courbes correspondant à des intervalles de 0.03 mag en indice E_{B-V} . Burstein & Heiles (1982) déterminent que l'erreur intrinsèque de leur distribution de l'extinction est de 0.01 mag ou 10% du rougissement, la plus grande des deux s'appliquant. Considérant ces sources d'erreur et les faibles valeurs de rougissement attendues pour nos objets, il est clair que l'intérêt de la démarche réside surtout dans la valeur *relative* des excès E_{B-V} entre les objets de notre échantillon, qui nous permet d'identifier ceux susceptibles de subir une importante extinction. En ce sens, trois objets se démarquent du lot dans le Tableau III par un rougissement dans leur direction supérieur à 0.10 mag, soient PG 0342+026 ($E_{B-V} \simeq 0.13$), PG 1558-007 ($E_{B-V} \simeq 0.11$) et KPD 2215+503 ($E_{B-V} > 0.25$). Il est rassurant de s'apercevoir que deux de ces sous-naines (PG 0342+026 et KPD 2215+503) font effectivement partie des cas ambigus discutés plus haut et, qui plus est, la valeur de leur extinction extraite de la carte se rapproche de ce que l'on avait déterminé par l'ajustement d'une courbe d'extinction (E_{B-V} de 0.12 et 0.22, respectivement). Pour ce qui est de PG 1629+081, le rougissement de 0.06 mag correspondant à ses coordonnées galactiques ne concorde pas avec l'excès de 0.16 mag dérivé avec les courbes de Seaton (1979). Rappelons que cette dernière valeur est exagérée, en raison de la perte de lumière bleue du spectre observé, mais il est difficile d'évaluer si un tel aplanissement du continu du spectre peut simuler à lui

TABLEAU III. Extinction selon Burstein & Heiles (1982)

Objets	ℓ ($^{\circ}$)	b ($^{\circ}$)	E_{B-V}
PG 0039+049	118.6	-57.6	< 0.03
PG 0057+155	125.9	-47.1	0.04
PG 0105+276	127.5	-34.8	0.04
PG 0110+262	129.0	-36.2	0.05
PG 0229+064	162.6	-48.3	0.05
PG 0342+026	184.4	-38.5	0.13
PG 0749+658	150.4	+31.0	0.06
PG 1104+243	214.6	+66.4	< 0.03
PG 1111-077	265.5	+47.6	< 0.03
Feige 87	112.5	+55.2	< 0.03
PG 1449+653	104.8	+47.6	< 0.03
PG 1519+640	100.3	+46.2	< 0.03
PG 1558-007	9.3	+36.5	0.11
PG 1610+519	80.5	+45.3	< 0.03
PG 1629+081	23.5	+34.5	0.06
PG 1636+104	27.0	+34.0	0.06
PG 1701+359	59.0	+36.5	0.03
PG 1718+519	79.0	+34.9	< 0.03
PG 2110+127	62.9	-23.6	0.07
PG 2118+126	64.1	-25.2	0.08
PG 2148+095	66.8	-32.8	0.05
KPD 2215+503	99.7	-4.9	0.25-0.40
PG 2226+094	74.8	-39.6	0.06

seul un rougissement supplémentaire de 0.10 mag. Finalement, malgré un léger doute quant à PG 1629+081, nous concluons qu'il n'y a pas d'évidence pour la binarité des objets PG 0342+026, PG 1629+081 et KPD 2215+503. Il s'agit donc probablement de sous-naines de type B simples.

3.4 Raies d'absorption d'éléments lourds

L'avantage principal de la spectroscopie stellaire par rapport à une technique de déconvolution photométrique est bien évidemment l'information contenue dans les raies d'absorption provenant des différents éléments qui composent la photosphère des étoiles. L'identification et l'intensité relative des raies d'absorption d'éléments lourds dans nos spectres permettent une première estimation des caractéristiques de l'étoile secondaire (étoile froide) des systèmes binaires.

Bien sûr, une mesure valide des intensités relatives des raies d'absorption suppose que celles-ci soient distribuées sur le continu vrai de l'étoile à laquelle elles appartiennent. Si nous soustrayons au spectre observé de chacune de nos étoiles doubles le modèle optimal d'étoile sdB précédemment obtenu, le résidu représente de façon approximative la distribution d'énergie du compagnon froid. Cette évaluation du continu de l'étoile secondaire est plus ou moins exacte, selon que l'étoile en question est plus ou moins froide et qu'elle appartienne à la classe de luminosité V ou IV. En effet, rappelons que le flux du spectre synthétique de la sous-naine que l'on soustrait est normalisé par rapport au flux de l'observation à 4200 Å, ce qui suppose qu'en cet endroit du domaine spectral la radiation provient uniquement de la sous-naine. Il en résulte que, dans tous les cas, le spectre du compagnon que nous dérivons a un flux continu identiquement nul en ce point, ce qui souvent, comme discuté précédemment, n'est pas exact pour la gamme de types d'étoiles secondaires auxquelles on s'attend. Malgré cela, ces distributions d'énergie devraient représenter un continu assez réaliste pour y faire une mesure approximative des intensités relatives des raies d'absorption qui y sont observées.

Pour estimer le type spectral des étoiles secondaires, nous avons consulté les banques de spectres de Pickles (1985) et Silva & Cornell (1992). Faisant l'hypothèse que les compagnons froids appartiennent à la séquence principale, nous avons comparé nos spectres soustraits d'étoiles secondaires avec les spectres de classe de luminosité V (et d'abondance solaire) de ces deux catalogues. Les données sont présentées dans ces deux articles sous forme de "spectres standards", qui consistent en fait en une combinaison des spectres individuels observés dont les types spectraux sont voisins. Par exemple, dans le travail de Pickles (1985), les spectres standards offerts, et qui sont pertinents pour notre travail, regroupent les types spectraux G0–4 V, G5–8 V, K0–1 V, K2–3 V, K4–7 V, M0–2 V, M3 V et M4 V, tandis que pour Silva & Cornell (1992), on retrouve les catégories G1–2 V, G6–8 V, G9–K0 V, K4 V, K5 V, M2 V et M4 V. Il est donc évident que seule une évaluation approximative du type spectral de nos compagnons est possible. À cette fin, et par ordre décroissant d'importance, nous nous sommes basés sur trois critères de classification : le rapport d'intensité "bande G/Ca I λ 4227" qui est très utile pour distinguer les étoiles de type G de celles de type K et pour préciser leur sous-type, le rapport d'intensité "bande Mg b/bande G" qui constitue un indice supplémentaire (mais moins sensible) quant au sous-type des objets K, et finalement l'intensité des raies Ca II K (λ 3933) et Ca II H (λ 3968), lorsqu'elles sont présentes (étoiles de type G). Bien que la raie Fe I λ 5269 soit presque toujours bien visible dans le spectre du compagnon, son intensité, relativement à celle de la bande Mg b (Mg I $\lambda\lambda$ 5167–5183), ne semble pas toujours en accord avec le type spectral suggéré par les autres raies d'absorption ; elle est, en effet, toujours un peu plus grande ou plus faible que ce à quoi on s'attend. En plus, d'autres raies de Fe I ($\lambda\lambda$ 5328, 5406, 5587), dont l'intensité devrait normalement s'approcher de celle de Fe I λ 5269 dans le régime de températures effectives des compagnons, sont en fait souvent absentes ou à tout le moins d'intensité plus faible dans nos spectres. Nous nous abstenons d'en rechercher l'explication pour l'instant. Finalement, il faut mentionner que nous avons volontairement ignoré

certaines structures d'absorption dans notre analyse. En effet, nous avons préféré ne pas utiliser l'information provenant des raies d'absorption de la bande NaD (Na I $\lambda\lambda$ 5890, 5896), puisqu'elles sont en partie d'origine interstellaire. Les raies parfois visibles du triplet de Ca II ($\lambda\lambda$ 8498, 8542, 8662) étant situées dans une région des spectres (extrémité rouge) où le rapport S/B est plus faible, nous avons aussi évité de nous servir de leur intensité pour la détermination du type du compagnon froid. Il nous a également semblé préférable de ne pas considérer les raies d'hydrogène de nos compagnons dans l'estimation de leur type spectral, puisque le profil de celles-ci résulte, et dépend directement, de la soustraction du meilleur modèle de sous-naine ; la détermination des paramètres de ce modèle est, on le sait, approximative. En plus, si la convolution choisie pour le modèle devait être différente de la résolution vraie de l'observation, l'allure des raies d'hydrogène en serait d'autant plus modifiée lors de l'opération. En procédant de la sorte, nous jugeons que nous pouvons obtenir le type spectral des étoiles secondaires avec une précision d'environ ± 2 sous-types spectraux.

Ce travail nous permet maintenant de terminer le portrait de notre échantillon quant à la nature binaire des objets. Le Tableau IV résume nos conclusions à ce propos, élaborées à partir seulement de l'existence ou non d'un bon ajustement d'un spectre synthétique de sous-naine et de la présence ou non de raies d'absorption associées aux éléments lourds. Lorsqu'un trait de repère apparaît dans la colonne appropriée du tableau, celui-ci indique qu'une ou plusieurs des structures d'absorption du CH (bande G), Fe I, Mg I et Ca I est(sont) visible(s) dans le spectre. De la même façon, le trait de repère est utilisé pour désigner les objets dont l'excès de lumière rouge semble exiger un indice $E_{B-V} > 0.1$, selon notre ajustement des courbes d'extinction effectué à la section précédente. Notons que la silhouette de cette courbe optimale n'arrive jamais très bien à reproduire le spectre des candidats binaires (elle croise le continu de l'observation), sans compter qu'elle exige habituellement des quantités de rougissement irréalistes ($\langle E_{B-V} \rangle \simeq 0.28$ pour les binaires confirmées ici). L'estimation du type spectral

de l'étoile secondaire, par la méthode que l'on vient de décrire, est aussi présentée, pour les systèmes doubles, dans la dernière colonne de ce tableau. Pour les observations dont le rapport S/B est plus faible, ou quand l'information spectrale semble contradictoire, nous nous sommes contentés d'y donner le type spectral sans spécifier de sous-type.

Voici maintenant des informations supplémentaires à propos de quelques-unes de nos étoiles binaires confirmées :

PG 0105+276 : Le spectre de cet objet (Figure 1) démontre un certain excès de flux dans sa partie rouge, et on peut y apercevoir les raies attendues du fer, calcium et magnésium. Ceci lui vaut de faire partie de notre liste d'étoiles binaires. Cependant, on y voit aussi plusieurs raies d'absorption provenant de l'hélium ionisé une fois, soient, He II λ 4686, He II λ 4541 et He II λ 5412. De plus, le modèle d'atmosphère optimal obtenu indique une abondance d'hélium et une température effective très élevées, dont les valeurs sortent des limites de notre grille de modèles. Ces indices nous font penser qu'il s'agit probablement d'une sous-naine (binaire) de type O (sdO). Nous excluons dorénavant cet objet de notre échantillon d'étoiles sdB, et ne le considérerons plus dans nos statistiques et notre analyse ultérieures.

PG 1449+653 : Bien que nous ayons dû rejeter les spectres de plage bleue dont nous disposions pour cet objet en raison de leur piètre qualité spectrophotométrique, ces spectres nous fournissent néanmoins de l'information spectrale supplémentaire. On remarque dans ces observations une bande G en même temps que l'absence de la raie Ca I λ 4227, ce qui suggère un compagnon froid de type spectral G.

PG 1558-007 : Il s'agit du seul objet de l'échantillon qui présente un surplus de lumière aussi loin dans le rouge, au-delà d'environ 7000 Å. Cet excès ne peut pas être reproduit par une courbe d'extinction, et laisse plutôt croire

TABLEAU IV. Verdict quant à la binarité de nos sous-naines

Objets	Métaux	Excès rouge	Binaire?	Type \star_S
PG 0039+049	✓	✓	oui	K2
PG 0057+155	-	-	non	-
PG 0105+276*	✓	✓	oui	K?
PG 0110+262	✓	✓	oui	K3
PG 0229+064	-	-	non	-
PG 0342+026	-	✓	non	-
PG 0749+658	✓	✓	oui	K5
PG 1104+243	✓	✓	oui	G8
PG 1111-077	-	-	non	-
Feige 87	✓	✓	oui	G9
PG 1449+653	✓	✓	oui	G?
PG 1519+640	-	-	non	-
PG 1558-007†	-	-	oui	M?
PG 1610+519	✓	-	oui	K?
PG 1629+081	-	✓	non	-
PG 1636+104	✓	✓	oui	G?
PG 1701+359	✓	✓	oui	K?
PG 1718+519	✓	✓	oui	G7
PG 2110+127	✓	✓	oui	G6
PG 2118+126	✓	✓	oui	G?
PG 2148+095	-	✓	oui	??
KPD 2215+503	-	✓	non	-
PG 2226+094	✓	✓	oui	K?

* Probablement une étoile de type sdO

† Présence d'une bande d'absorption du TiO (7060-7400 Å)

en la présence d'une étoile secondaire particulièrement froide. On remarque dans le spectre l'absence des raies d'éléments lourds que l'on retrouve chez les autres sous-naines binaires confirmées. Ceci n'est pas surprenant, puisque toutes ces raies sont situées en deçà de 7000 Å, région où la contribution au flux de l'hypothétique compagnon très froid est nulle. Cependant, il semble qu'il s'agisse aussi du seul objet pour lequel on puisse distinguer une bande du TiO (7060–7400 Å). En effet, bien que la position de la bande d'absorption de l'atmosphère terrestre provenant de la vapeur d'eau (7150–7400 Å) coïncide avec celle du TiO, on peut remarquer dans le spectre de PG 1558–007 que la bande tellurique est plus large du côté bleu, s'étendant jusqu'à 7040 Å où elle se termine par un surplomb du continu en forme de pic. Or, cette structure est tout à fait typique des étoiles de type spectral M ou K tardif. La possibilité qu'elle provienne d'une variation de l'absorption de la vapeur d'eau est faible puisqu'aucune des observations des autres objets obtenues lors de la même nuit, de la même mission ou même du projet en entier ne présente une telle structure. De plus, le continu provenant de la soustraction du modèle optimal au spectre de PG 1558–007 suggère fortement que l'étoile secondaire de ce système est aussi tardive que M5. En attendant de déconvoluer cet objet de façon plus sophistiquée, nous demeurons conservateur quant au verdict sur la nature du compagnon froid, indiquant dans le Tableau IV qu'il est de type M, sans préciser le sous-type.

PG 1610+519 : Un peu comme pour PG 1558–007, la quantité de rougisement obtenue par l'ajustement d'une courbe d'extinction est inférieure à 0.1 mag pour PG 1610+519 ($E_{B-V} \simeq 0.08$), ce qui paraît un peu faible en comparaison de nos autres étoiles binaires confirmées ($\langle E_{B-V} \rangle \simeq 0.28$). Cependant, comme pour les autres systèmes doubles, cette courbe optimale est incapable de reproduire le continu observé de PG 1610+519. L'hypothèse de sa binarité n'est donc pas remise en question. Rappelons également la présence des raies d'éléments lourds, quoique discrète, dans son spectre.

PG 2148+095 : La couverture spectrale restreinte que nous avons pour cet objet (5800–9000 Å) nous empêche de statuer sur la présence de raies d’éléments lourds dans son spectre. Par contre, après quelques essais, il est vite devenu clair qu’un modèle d’étoile sdB ne pouvait recréer à lui seul l’observation ; le continu du spectre observé est trop plat. De plus, nous avons vérifié que l’extinction interstellaire dans la direction de PG 2148+095 ($E_{B-V} \simeq 0.05$), telle que lue sur la carte de Burstein & Heiles (1982), est de loin insuffisante pour expliquer l’excès de flux. Nous incluons donc cet objet dans notre liste d’étoiles sdB binaires.

3.5 Analyse des sous-naines simples

Des 23 objets de notre programme d’observation, il y aurait donc 7 sous-naines sans compagnon, soient les cinq objets de contrôle plus deux candidats à la binarité de Allard *et al.* (1994) qui se révèlent finalement être des étoiles simples. Pour ces objets simples, l’ajustement au moindre carré du modèle de sous-naine optimal nous procure, en principe, une évaluation juste des paramètres atmosphériques. En effet, on peut de façon légitime supposer que l’extinction interstellaire modifiera très peu le profil des raies d’hydrogène des étoiles qui en souffrent. Le gradient de l’extinction en fonction de la fréquence n’est pas assez grand pour que le rougissement varie de façon significative sur un intervalle de longueurs d’onde aussi petit que la largeur des raies d’hydrogène. De plus, comme il n’y a pas lieu de s’inquiéter de la contamination par un compagnon froid, toutes les raies d’hydrogène des spectres (celles situées au-delà de 4000 Å), de même que la raie He I λ 6678, peuvent être utilisées dans la recherche du meilleur modèle. Notons que lorsque la procédure d’ajustement indiquait une abondance d’hélium plus faible que la valeur limite inférieure de la grille qui est $\log y = -3.5$ (PG 1111–077 et PG 1629+081), nous avons recommencé la recherche du modèle optimal en fixant l’abondance d’hélium à cette valeur limite, qui déjà représente une abondance essentiellement nulle. Les valeurs des paramètres atmosphériques

TABLEAU V. Paramètres principaux des sous-naines simples

Objets	T_{eff} (K)	$\log g$	$\log y$	E_{B-V}	d (pc)	z (pc)
PG 0057+155	$32\,000 \pm 1300$	5.54 ± 0.22	~ -1.8	0.04	400 ± 120	290
PG 0229+064	$19\,900 \pm 1500$	4.60 ± 0.24	~ -0.5	0.00	730 ± 230	550
PG 0342+026	$28\,600 \pm 1500$	5.78 ± 0.21	~ -2.7	0.12	140 ± 40	90
PG 1111-077	$28\,400 \pm 4000$	5.90 ± 0.52	< -3.5	0.00	500 ± 320	370
PG 1519+640	$31\,800 \pm 1400$	5.95 ± 0.25	~ -2.2	0.00	290 ± 90	210
PG 1629+081	$32\,500 \pm 4100$	4.88 ± 0.71	< -3.5	0.16	1050 ± 880	600
KPD 2215+503	$29\,600 \pm 2300$	5.56 ± 0.36	~ -2.4	0.22	650 ± 290	60

ainsi obtenues pour les sous-naines simples, plus une estimation de leur distance d à la Terre et z (distance perpendiculaire au plan de la Galaxie), sont présentées au Tableau V. Mentionnons que la valeur de l'abondance d'hélium déterminée pour PG 0229+064 ($\log y = -0.5$) se trouve au-dessus de la limite supérieure de la grille de modèles ($\log y = -1.5$) pour ce paramètre. À titre informatif, nous avons aussi effectué l'ajustement en fixant la valeur de l'abondance à $\log y = -1.5$; on obtient alors une température effective de 25 700 K et une gravité de surface $\log g = 5.29$. Il est difficile d'évaluer si l'extrapolation faite par la procédure de minimisation pour $\log y = -0.5$ peut permettre de dériver des paramètres atmosphériques fiables.

Quant au module de distance, son calcul se fait à partir de la différence du niveau de flux autour de 5550 Å entre le modèle optimal, rougi quand il y a lieu, et le spectre observé. Le rayon de la sous-naine, indispensable pour isoler la distance dans le facteur de dilution, est obtenu en combinant la masse de l'étoile ($0.5 M_{\odot}$) avec la gravité qui caractérise le modèle optimal. L'indice E_{B-V} considéré dans le rougissement des modèles est bien sûr celui déterminé par notre ajustement des courbes d'extinction.

Rappelons qu'en raison des variations du *seeing* de l'atmosphère lors de

la prise de nos observations, on doit s'attendre à ce que la résolution de nos spectres tourne autour de 10 à 12 Å, tel que discuté au Chapitre 2. Afin de s'assurer d'utiliser la convolution des modèles la plus adéquate, nous avons fait leur ajustement sur les étoiles simples à partir de grilles convoluées à 8 Å, 10 Å, 12 Å et 15 Å. L'ajustement choisi pour chaque objet est celui présentant la plus petite déviation r.m.s.. La convolution optimale s'avère finalement être soit 8 Å, 10 Å ou 12 Å pour nos 7 étoiles.

Nous avons tenté d'évaluer l'incertitude sur les paramètres principaux obtenus. Nous pensons à quatre sources d'erreur qui entrent en jeu lors de la détermination de ces paramètres : l'erreur observationnelle externe ; l'erreur interne associée à l'ajustement du modèle optimal, qui tient compte du rapport S/B ; la convolution choisie pour la grille de modèles ; et enfin la combinaison des différentes poses obtenues d'un même objet.

Premièrement, il faut remarquer que nous ne disposons pas d'un assez grand nombre d'observations par objet (et pas assez espacées dans le temps) pour faire une estimation significative de l'erreur observationnelle externe. Les spectres de seulement 4 de nos 7 sous-naines simples sont le fruit d'une combinaison de plus d'une observation (2 ou 3), qui par surcroît ont toujours été faites l'une à la suite de l'autre lors d'une même nuit pour un objet donné. En effectuant la procédure de recherche du modèle optimal pour chacune des poses individuelles de ces sous-naines, nous pouvons calculer la moyenne des 2 ou 3 valeurs de température effective et gravité de surface dérivées et mesurer l'écart maximum entre ces valeurs et la moyenne. Ceci nous donne une petite idée de l'incertitude induite par à la fois l'erreur observationnelle et la qualité des spectres. Après examen, on constate que l'écart en question est compris (selon l'objet) entre 0 K et 4100 K pour T_{eff} et 0.00 dex et 0.76 dex pour $\log g$. Pour l'abondance d'hélium, les écarts sont soit presque nuls (2 objets ; 0.02 dex et 0.06 dex), soit impossible à déterminer à cause d'une abondance si faible qu'elle a été fixée à $\log y = -3.5$ pour les

besoins de la procédure. Bien que ces chiffres soient instructifs, le petit nombre d'observations dont ils découlent et leur dépendance à la qualité (rapport S/B) des spectres utilisés ne nous permet pas d'isoler une erreur observationnelle juste que l'on pourrait appliquer au reste de notre échantillon d'étoiles. Nous essaierons, plus tard, de compenser cette lacune par la majoration de l'incertitude finale à déterminer (voir plus bas).

Quant à l'erreur interne de l'ajustement du modèle optimal, elle est obtenue par la méthode des matrices de covariance. Cette méthode se base sur la déviation des points de flux par rapport au modèle (qui est fonction du rapport S/B) et sur le nombre de raies d'absorption utilisées dans la procédure d'ajustement afin d'estimer la précision de cette dernière. Pour les 7 étoiles simples, l'incertitude calculée de cette façon pour les trois paramètres atmosphériques se répartit ainsi : $\Delta T_{\text{eff}} = 500\text{--}2800$ K, $\Delta \log g = 0.1\text{--}0.5$ et $\Delta \log y = 0.1\text{--}0.7$.

Il faut également réaliser que, lorsque l'on combine le spectre de plage bleue avec celui de plage rouge pour un objet, les deux spectres ne sont pas nécessairement caractérisés par la même résolution. Faire l'ajustement au moindre carré des modèles à une convolution fixe sur cette combinaison va inévitablement induire une erreur, dans la mesure où des raies d'hydrogène des deux portions de spectre sont simultanément considérées dans la procédure numérique. L'effet d'une convolution inappropriée des modèles employés dans la routine d'ajustement a été examiné et se résume ainsi ; une convolution simulant une résolution expérimentale moins bonne que la résolution des observations se traduit en des températures effectives et des gravités de surface dérivées trop petites. L'inverse (convolution simulant une résolution meilleure que celle caractérisant les observations) provoque bien sûr l'effet contraire sur la détermination de ces deux paramètres. Selon les valeurs obtenues pour les 7 objets simples avec les modèles convolués à 8 Å, 10 Å et 12 Å, on constate que dans ce domaine de convolution, un changement de 2 Å chez cette dernière induira un changement de 1000–2000 K de la température

effective et 0.2–0.3 dex de la valeur de la gravité. Quant à l’abondance d’hélium dérivée, elle ne semble pas être influencée par la convolution choisie (variation de 0.04 dex dans le pire des cas). Donc, on peut raisonnablement estimer l’incertitude causée par le choix de la convolution à la moitié du maximum de ces valeurs, tenant ainsi compte de la possibilité d’une erreur de 1 Å dans ce choix. Cela semble aussi raisonnable dans le cas où les spectres de plage bleue et rouge ont des résolutions différentes. Ceci veut dire une erreur de 1000 K (T_{eff}), 0.15 dex en $\log g$ et nulle pour l’abondance d’hélium.

Lors de la combinaison des différents spectres d’un même objet, il est possible que le profil des raies d’hydrogène du spectre résultant soit modifié (élargi) si leur position n’est pas identique pour chacune des poses individuelles qui sont combinées. Il devient donc nécessaire de connaître l’influence de cette opération sur la valeur des paramètres atmosphériques dérivés. Les profils des raies d’hydrogène des spectres analysés de nos 7 sous-naines simples sont le résultat d’un spectre unique (3 étoiles), d’une combinaison de deux spectres (3 étoiles) ou d’une combinaison de trois spectres (1 étoile). Dans le cas des spectres uniques, un décalage en longueurs d’onde des raies d’hydrogène ne représente pas un problème puisque la procédure de recherche du modèle optimal s’occupe de replacer ces raies à leur position théorique avant d’effectuer l’ajustement au moindre carré. Pour les spectres combinés, l’écart entre les positions d’une même raie d’hydrogène des spectres individuels est toujours inférieur à 1 Å. Afin de quantifier et d’isoler l’erreur induite par un tel décalage, nous avons combiné ensemble deux spectres synthétiques identiques (calculés à partir de la procédure d’ajustement sur une grille convoluée à 10 Å) dont l’échelle des longueurs d’onde a été préalablement décalée d’une différence relative de 1 Å. Nous avons ensuite soumis le spectre résultant au programme d’ajustement du modèle optimal pour en dériver de nouveaux paramètres que l’on peut comparer avec ceux du modèle-source (celui qu’on a combiné avec une version décalée de lui-même). Après avoir répété cette démarche avec des modèles couvrant une certaine gamme des paramètres

atmosphériques, il s'avère qu'un décalage de 1 Å pour des spectres d'une résolution de 10 Å provoque une incertitude d'au plus ± 200 K pour la température effective, ± 0.05 dex en gravité de surface et ± 0.04 dex pour l'abondance d'hélium. Ces erreurs sont si faibles que leur contribution est presque nulle dans le calcul de l'incertitude finale.

Il nous apparaît ici important de discuter davantage de la validité des valeurs d'abondance d'hélium dérivées. Il semble évident que la valeur de y dépend très fortement du rapport signal sur bruit. C'est la faible intensité des raies d'absorption de cet atome (abondance faible) dans nos spectres observés qui exige un haut rapport S/B des observations. Nous avons pu remarquer qu'en variant le nombre et le choix des raies d'hélium considérées dans la procédure d'ajustement des modèles, l'abondance dérivée varie énormément. Il y a souvent contradiction entre les différentes raies d'hélium, un modèle réussissant rarement à bien reproduire toutes celles-ci en même temps. Nos expériences à ce propos nous portent à croire qu'on ne peut pas vraiment se fier à l'erreur interne déterminée pour ce paramètre par la méthode des matrices de covariance (voir plus haut). Une incertitude totale de 0.5 dex en $\log y$ nous semble de façon générale plus acceptable, et peut-être dans certains cas l'erreur couvre-t-elle un ordre de grandeur entier (1.0 dex). C'est donc à titre indicatif que l'abondance d'hélium est donnée au Tableau V afin de permettre une comparaison grossière des abondances entre les objets. Des observations à meilleure résolution et avec un plus grand rapport S/B seraient nécessaires pour déterminer de façon juste la valeur de y , ce qu'on fait Saffer *et al.* (1994).

Finalement, nous additionnons quadratiquement l'ensemble des incertitudes énumérées précédemment (sauf l'erreur observationnelle) pour la température effective et la gravité de surface. Ce faisant, on obtient des erreurs respectives selon les étoiles de ± 1200 – 3000 K et ± 0.19 – 0.51 dex. Afin de prendre en compte l'erreur observationnelle externe que l'on n'a pu évaluer, nous majorons de fa-

çon arbitraire ces incertitudes totales préliminaires en incluant deux fois plutôt qu'une le terme de l'erreur interne de la procédure dans la somme quadratique à calculer, ce qui nous donne alors des incertitudes finales allant de ± 1300 K à ± 4100 K en T_{eff} et ± 0.21 dex à ± 0.71 dex en $\log g$.

On peut aussi estimer l'erreur sur notre calcul de la distance à l'étoile. On constate malheureusement que cette distance est incertaine en raison de la grande incertitude sur la gravité de surface (qui nous sert à déterminer le rayon de la sous-naine avec une masse fixe de $0.5 M_{\odot}$). Par exemple, une erreur de 0.3 dex en $\log g$ provoque une erreur de 35% sur la distance ($\Delta d/d = -1.15 \Delta \log g$). En comparaison, un écart de 2500 K en température effective est responsable d'une erreur de 8.5%. Une incertitude raisonnable de 0.05 mag sur la valeur de rougissement (E_{B-V}) et de $0.1 M_{\odot}$ sur la masse de l'étoile induiront, respectivement, une erreur additionnelle de 7.5% et 10.5%. La somme quadratique de toutes ces erreurs donne une incertitude finale pour la distance allant de 28% à 84% pour les sept sous-naines simples, largement dominée par l'incertitude sur la gravité. Il est bon de garder à l'esprit que pour certains objets (notamment KPD2215+503), le niveau photométrique de notre observation (voir Tableau II) peut être quelque peu différent de ce qui est attendu. Ceci n'a pas été pris en compte dans le calcul des distances.

3.6 Déconvolution des systèmes binaires

Ayant précédemment identifié les étoiles sdB binaires parmi les objets de notre échantillon (15 sur 23), on doit essayer d'extraire autant d'information que possible à propos des étoiles qui composent ces systèmes. Idéalement, on voudrait séparer les spectres de la sous-naine et du compagnon qui forment les étoiles doubles. Ceci n'est pas possible, mais on peut néanmoins procéder à une déconvolution des spectres en recherchant la combinaison de spectres synthétiques de sous-naine et d'étoile froide qui reproduirait le mieux le spectre observé.

Pour ce faire, nous utilisons la grille de modèles d’atmosphères d’étoiles sdB de P. Bergeron qui est décrite à la Section 3.2 et dont on s’est déjà servi, ainsi que les modèles d’étoiles froides (séquence principale) de Allard & Hauschildt (1998). La portion que nous utilisons de cette grille de modèles d’étoiles froides couvre les températures effectives allant de 3000 K à 7000 K par saut de 100 K (généralement pour $T_{\text{eff}} < 5000$ K) ou 200 K ($T_{\text{eff}} > 5000$ K). Les points de la grille pour la gravité de surface vont de 3.5 à 6.0 en $\log g$ par intervalle de 0.5 dex. Les modèles ont également été calculés pour différentes abondances d’éléments lourds, et pour des raisons d’ordre pratique nous ferons plus précisément usage de ceux caractérisés par des valeurs de $[M/H]$ de 0.0 (solaire), -0.5 , -1.0 , -1.5 , -2.0 et -3.0 .

Notre algorithme de recherche de la combinaison optimale de modèles est simple ; pour une gravité de surface donnée des modèles de sous-naine et de compagnon, il calcule le spectre produit par toutes les combinaisons (additions) possibles de modèles des deux étoiles dans un espace de paramètres qui englobe : la température effective de la sous-naine de 20 000 K à 50 000 K par saut de 1000 K, la température effective de l’étoile froide de 3000 K à 7000 K par intervalle de 100 K ou 200 K, et le rayon de l’étoile froide allant de $0.5 R_{\odot}$ à $5.0 R_{\odot}$. Le rayon de la sous-naine est déterminé car on associe à celle-ci une masse de $0.5 M_{\odot}$ et sa gravité de surface est précédemment fixée. Comme pour la gravité, on fixe préalablement l’abondance d’hélium dans la grille des modèles de sous-naine, à une valeur arbitraire et intermédiaire de $\log y = -2.5$, puisque l’on a abandonné la possibilité de déterminer de façon précise cette quantité (tel que discuté à la section précédente). L’abondance d’éléments lourds de l’étoile froide doit aussi être fournie en début de programme ; la façon de déterminer la valeur optimale de $[M/H]$ est expliquée plus bas.

Chaque spectre synthétique résultant de chacune des combinaisons est comparé à l’observation par la procédure numérique. D’abord, le continu adjacent

aux raies d’hydrogène des spectres synthétique et observé est normalisé à 1, et on évalue ensuite la déviation entre les profils observé et calculé. Cette opération n’est cependant pas suffisante pour déterminer le modèle optimal puisqu’encore faut-il que la distribution d’énergie observée soit bien reproduite par le spectre synthétique. Ainsi, le continu de ce dernier est normalisé par rapport au niveau du flux du spectre observé à 5500 Å pour chacune des combinaisons, et l’écart r.m.s. est calculé cette fois-ci pour chaque point de flux de l’observation sur l’ensemble de la couverture spectrale. Après avoir pondéré la valeur de la déviation obtenue à partir du profil des raies d’hydrogène, elle est additionnée à la valeur de la déviation calculée pour le continu, afin d’obtenir en quelque sorte une déviation “totale”. La plus faible de ces déviations totales ainsi dérivées nous indique donc la valeur des paramètres des deux étoiles-modèles formant la combinaison qui reproduit le mieux le spectre observé, considérant les paramètres d’entrée. La Figure 8 présente le résultat obtenu avec notre méthode pour PG 0039+049, en fixant la gravité de la sous-naine à $\log g = 5.5$, celle du modèle de compagnon froid à $\log g = 4.5$ et son abondance d’éléments lourds à $[M/H] = -2.0$. Le modèle du système binaire y est illustré (en trait foncé) en superposition avec l’observation, tant pour l’ajustement sur les raies d’hydrogène que celui sur le spectre en entier. Les paramètres des deux étoiles-modèles (ainsi que leur spectre respectif) formant la meilleure solution sont également présentés.

Notons que dans le but de restreindre la taille de l’espace des paramètres libres, nous utilisons systématiquement une valeur unique de $\log g = 4.5$ pour le modèle d’étoile froide dans la déconvolution de tous nos objets doubles. Ceci semble légitime puisque pour la séquence principale cette quantité varie peu sur l’intervalle de types spectraux qui nous intéresse, allant de 4.47 à 4.65 dex pour les types G5 V à M3 V (Lang 1992).

Quant à l’abondance d’éléments lourds des modèles d’étoiles froides, nous voulons en connaître la valeur la plus appropriée pour reproduire les raies d’ab-

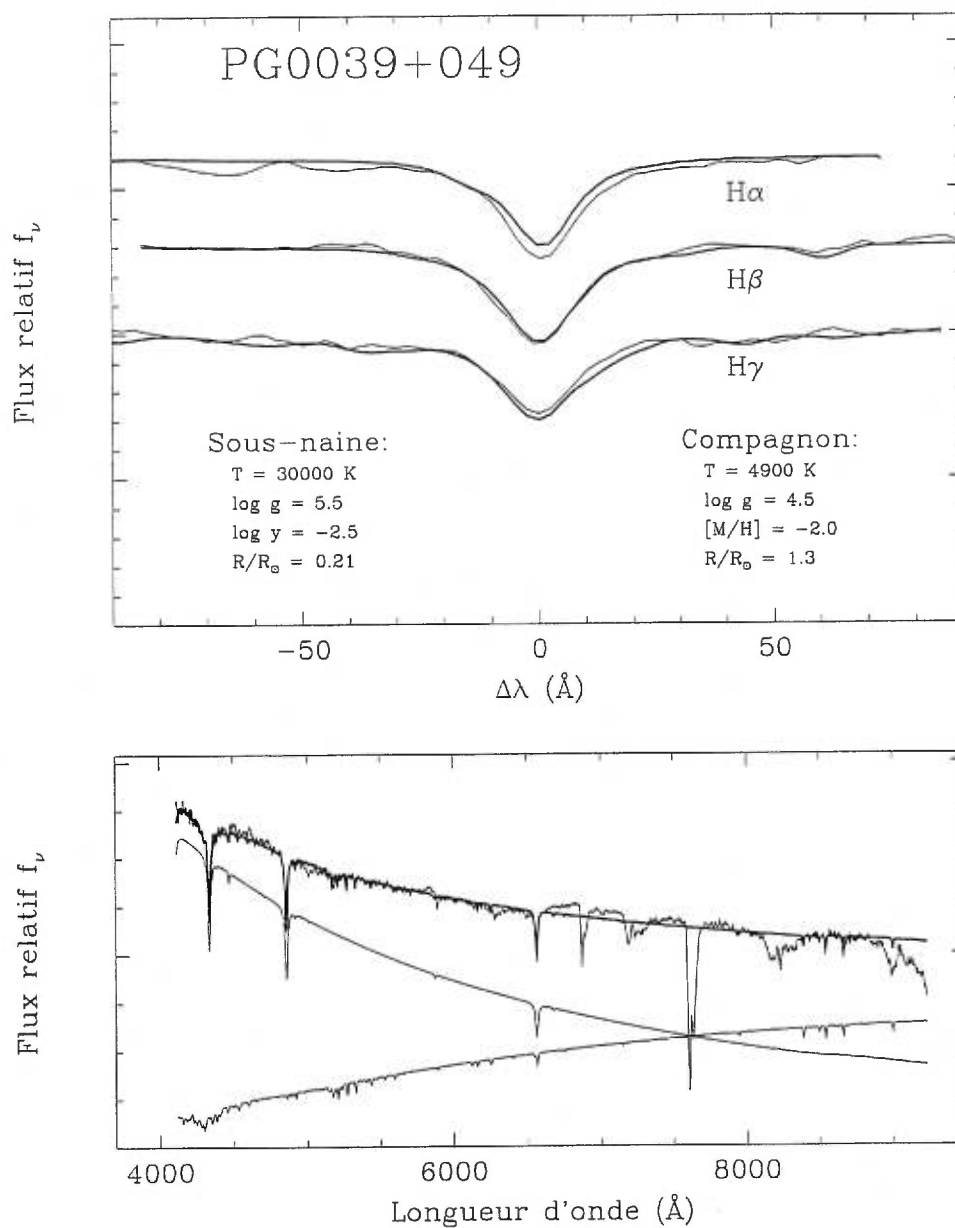


FIGURE 8. Déconvolution de PG 0039+049. Dans les deux diagrammes la somme optimale de spectres de modèles de sous-naine et d'étoile froide est illustrée (en trait foncé) en superposition avec l'observation. On peut aussi voir dans le diagramme du bas les spectres individuels des modèles de ces étoiles de la meilleure combinaison.

sorption de ces éléments des spectres observés. Pour ce faire, nous avons procédé à la déconvolution du spectre de chacun de nos systèmes doubles par la méthode déjà décrite, en fixant la gravité du modèle d'étoile sdB à une valeur de $\log g = 5.5$, mais en répétant l'opération pour des valeurs d'abondance d'éléments lourds (du modèle du compagnon) différentes. Les valeurs testées sont celles correspondant aux points de la grille de modèles pour ce paramètre, soient $[M/H] = 0.0, -0.5, -1.0, -1.5, -2.0$ et -3.0 . La Figure 9 illustre quatre déconvolutions pour PG 0039+049, calculées à partir d'abondances différentes ($[M/H] = 0.0, -1.0, -2.0$ et -3.0). Un coup d'oeil sur cette figure nous permet d'affirmer qu'une abondance de type solaire n'est certainement pas appropriée (trop élevée) pour cet objet. En se basant d'abord sur la profondeur de la bande Mg b et de la bande G, ainsi que la structure produite par les éléments lourds sur le continu adjacent aux raies d'hydrogène (section supérieure des figures en question), on peut estimer de façon visuelle laquelle parmi les valeurs de $[M/H]$ de la grille des compagnons est la plus adéquate pour représenter le contenu d'éléments lourds du spectre observé de chacun de nos candidats binaires. Il s'avère que les abondances optimales dérivées de la sorte se répartissent inégalement entre 0.0 et -2.0 dex pour notre liste de sous-naines binaires, une valeur de $[M/H] = -3.0$ étant toujours trop faible pour reproduire l'observation. Finalement, on remarque que l'intensité des raies de Fe I indique souvent une abondance plus faible que celle dérivée à partir des bandes G et Mg b.

Avec une gravité de surface unique de $\log g = 4.5$ et une abondance d'éléments lourds telle que déterminée par la méthode décrite ci-dessus pour le compagnon froid (en plus des valeurs choisies de $\log y = -2.5$ et de $M = 0.5 M_{\odot}$), il reste 4 paramètres inconnus pour chacun de nos systèmes binaires, soient : la gravité de surface de la sous-naine (jusque-là fixée de façon arbitraire), les températures effectives de la sous-naine et du compagnon, ainsi que le rayon de ce dernier. Étant donné que la gravité de l'étoile sdB doit être fixée à prime abord, nous avons répété la procédure de façon automatique pour l'ensemble des gravités de

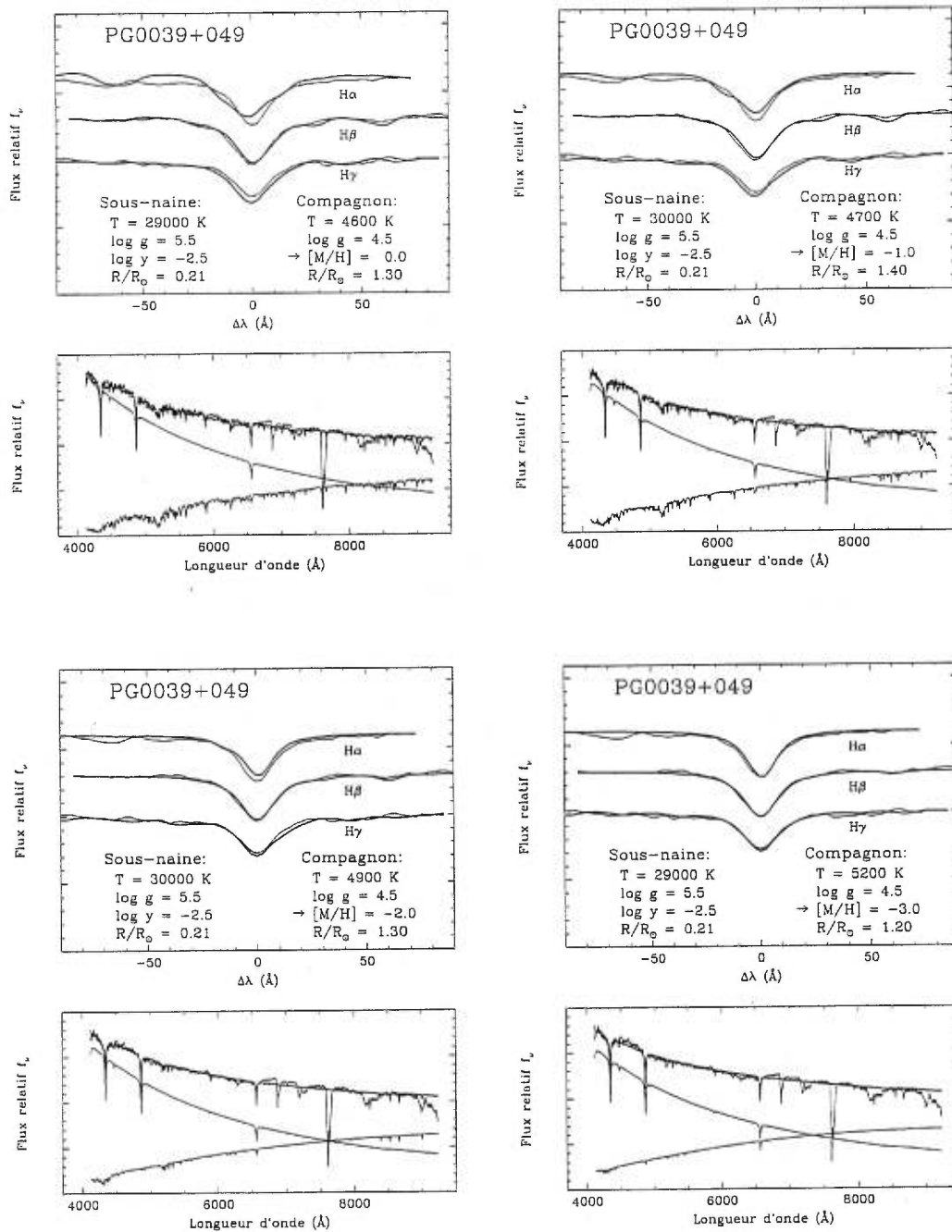


FIGURE 9. Déconvolution de PG 0039+049 pour différentes abondances d'éléments lourds du compagnon froid. La légende est la même que pour la Figure 8.

surface de sous-naines qui couvre l'intervalle $\log g = 4.6-6.0$ par saut de 0.1 dex. Ainsi, pour chaque système double, nous obtenons une série de 15 combinaisons optimales de spectres synthétiques de sous-naine et d'étoile froide pouvant raisonnablement reproduire le spectre observé. Afin de choisir laquelle parmi les 15 gravités de l'étoile sdB est celle qui offre la meilleure solution, nous adoptons comme critère de sélection la plus faible déviation r.m.s. (O-C) des profils des raies d'hydrogène à 20 Å de part et d'autre du centre du profil. Il s'agit probablement du meilleur moyen d'isoler la gravité la plus appropriée pour la sous-naine, puisque nous nous détachons de l'ajustement sur la distribution d'énergie et de l'influence des structures d'absorption produites par les éléments lourds sur le continu dans le voisinage des raies d'hydrogène. Cependant, la qualité de l'ajustement de ces raies et la détermination de la gravité de surface optimale de l'étoile sdB seront nécessairement dépendants du choix du profil instrumental avec lequel les modèles sont convolués. C'est pourquoi, pour chaque objet, nous avons appliqué la méthode décrite ci-dessus avec des modèles convolués à 8 Å, 10 Å et 12 Å (choix basé sur notre analyse des sous-naines simples, voir Section 3.5). La gravité optimale ($\log g = 4.6-6.0$) présentant la plus petite déviation r.m.s. par rapport aux raies d'hydrogène parmi les 3 cas de convolution est alors considérée comme celle désignant la combinaison des paramètres physiques des deux composantes reproduisant le mieux le spectre de nos systèmes binaires. Les paramètres des solutions sont présentés au Tableau VI, et la représentation graphique de l'ajustement des modèles pour chaque système (telle qu'à la Figure 8) est donnée à l'Annexe A. De plus, les distances d et z que nous avons calculées sont données au Tableau VI. L'estimation de la distance se fait à partir de la différence de flux entre le modèle du système binaire et le spectre observé, autour de 5500 Å. Nous n'avons appliqué aucune correction pour le rougissement interstellaire afin de rester conséquent avec notre hypothèse implicite d'une extinction nulle lors de la déconvolution des objets doubles, qui suppose que tout le flux observé provient de l'une ou l'autre des composantes du système. Même si on s'attend effective-

TABLEAU VI. Paramètres principaux des étoiles formant les systèmes binaires

Objets	Sous-naine B ($\log y = -2.5$)			Étoile froide ($\log g = 4.5$)			Système	
	T_{eff} (K)	$\log g$	R (R_{\odot}) *	T_{eff} (K)	R (R_{\odot})	[M/H]	d (pc)	z (pc)
PG 0039+049	30 000	5.5	0.21	4900	1.3	-2.0	660	560
PG 0110+262	21 000	4.7	0.52	5800	2.0	-1.5	1400	830
PG 0749+658	26 000	5.9	0.13	4400	0.7	-2.0	250	130
PG 1104+243	22 000	4.6	0.59	5800	2.8	-1.5	830	760
Feige 87	22 000	4.8	0.47	5400	1.8	-2.0	820	670
PG 1449+653	30 000	5.5	0.21	4400	1.2	-0.0	840	620
PG 1558-007	20 000	4.7	0.52	3000	4.0	-0.0	1360	810
PG 1610+519 [†]	36 000	5.9	0.13	6400	0.7	-2.0	800	570
PG 1636+104 [†]	34 000	5.7	0.17	4400	2.2	-2.0	1180	660
PG 1701+359	26 000	4.6	0.59	5000	2.1	-1.5	1760	1050
PG 1718+519	24 000	4.6	0.59	5800	3.2	-1.0	2630	1510
PG 2110+127	26 000	4.8	0.47	5800	3.0	-1.5	1620	650
PG 2118+126	31 000	5.2	0.29	5800	2.1	-1.5	1690	720
PG 2148+095	20 000	4.6	0.59	5400	2.0	-2.0	1360	740
PG 2226+094	31 000	5.2	0.29	5400	2.4	-2.0	2010	1280

* Rayon calculé à partir de la gravité dérivée et d'une masse de $0.5 M_{\odot}$

† Aucune solution n'arrive à bien reproduire l'observation (voir Annexe A)

ment à une extinction presque nulle pour les étoiles de notre échantillon (tel que discuté à la Section 3.3), il faut considérer les valeurs données comme des limites supérieures aux distances. Rappelons que le Tableau III de la Section 3.3 présentant l'extinction interstellaire selon la carte de Burstein & Heiles (1982) peut nous aider quelque peu à distinguer les objets potentiellement rouges.

Pour donner plus de signification à nos solutions, il s'impose que l'on évalue l'incertitude sur chaque paramètre dérivé par notre méthode de déconvolution. Cette tâche n'est cependant pas aussi facile que dans le cas de l'analyse des sous-

naines simples, étant donné le grand nombre de quantités inconnues recherchées lors de la déconvolution des systèmes binaires et de l'inter-dépendance (plus ou moins directe) de ces quantités entre elles.

Comme lors de l'analyse des sous-naines simples (Section 3.5), on pense tout de suite aux sources d'incertitude les plus évidentes telles que l'erreur observationnelle, la convolution choisie pour les modèles par rapport à la vraie résolution ou encore l'effet, sur le profil des raies d'hydrogène, de la combinaison de poses multiples. Il est raisonnable de croire que les amplitudes de ces erreurs pour la température effective du compagnon froid et pour la gravité de surface et la température effective de la sous-naine de nos systèmes doubles seront du même ordre que celles déterminées précédemment pour les sous-naines simples. Essayer d'aller plus loin dans l'analyse des incertitudes devient très difficile. Dans notre technique de déconvolution, la valeur dérivée pour chaque paramètre est plus ou moins dépendante des autres quantités à déterminer, qui caractérisent le système binaire. Bien que notre méthode de déconvolution ait justement pour but de se dégager de ces dépendances, et de trouver la solution optimale en examinant un grand nombre des combinaisons possibles d'étoiles sdB et froides, il est impossible d'isoler totalement l'influence de la *variation* d'un paramètre sur la valeur d'un autre. Nous nous contenterons donc de présenter le résultat des expériences que nous avons effectuées afin d'obtenir un aperçu de la précision de nos solutions.

Nous avons, pour plusieurs de nos systèmes binaires, répété à plusieurs reprises notre méthode de séparation des composantes stellaires (à une convolution fixe de 10 \AA) en changeant à chaque fois la valeur d'un seul paramètre du système, soient la masse de la sous-naine pour des valeurs de $0.4 M_{\odot}$ et $0.6 M_{\odot}$, l'abondance d'hélium de cette même étoile pour des valeurs de $\log y = -1.5$ et $\log y = -3.5$, l'abondance d'éléments lourds du compagnon froid pour des abondances immédiatement inférieure et supérieure (selon notre grille de modèles) à la valeur optimale considérée, et finalement la gravité de surface du compagnon

pour $\log g = 4.0$ (envisageant sa possible nature sous-géante). Nous avons ensuite comparé entre elles les gravités optimales (de l'étoile sdB) obtenues pour chaque cas et pour chaque objet ainsi étudié ; on constate qu'aucune des modifications ci-dessus mentionnées ne provoque une variation marquée de la gravité de surface optimale dérivée, mais plutôt une variation aléatoire généralement contenue à l'intérieur de ± 0.3 dex en $\log g$. On remarque aussi que pour des solutions caractérisées par une même gravité de surface de l'étoile sdB (et donc un même rayon, quand la modification ne concerne pas la masse de la sous-naine), les valeurs des autres paramètres dérivés (T_{eff} de la sous-naine, T_{eff} et rayon de l'étoile froide) sont similaires. Autrement dit, les 4 quantités libres dérivées semblent finalement assez bien reliées entre elles, ce qui nous rassure quant à la cohérence interne de notre procédure numérique. Par contre, il apparaît que l'unicité de nos solutions est difficile à confirmer ; parmi les 15 gravités de surface de la sous-naine considérées dans la procédure de déconvolution d'un objet, il arrive parfois que des gravités espacées d'autant que de 0.5 dex proposent des solutions raisonnables mais relativement différentes et qui présentent des déviations r.m.s. presque égales par rapport à l'observation. Un examen visuel de l'ajustement des modèles est cependant toujours en accord avec le choix de la combinaison offrant la plus petite déviation. Il demeure que ces résultats sont révélateurs et bien que nous n'ayons pas étudié toutes les sources d'incertitude (dont l'erreur observationnelle), nous pensons qu'une erreur de 0.5 dex pour la gravité de surface de l'étoile sdB est confortable et peut être considérée comme une limite supérieure pour la majorité de nos objets binaires.

Quant aux autres paramètres libres, une première estimation de leur incertitude peut être obtenue en étudiant la variation de leur valeur sur l'intervalle des solutions caractérisées par une gravité de surface de la sous-naine comprise entre ± 0.5 dex de la gravité optimale pour chaque objet. Pour la température effective de l'étoile sdB on constate une variation maximale de ± 3000 K. Pour ce qui est des caractéristiques de l'étoile froide, une variance absolue de ± 100 K (T_{eff})

et relative de $\pm 50\%$ (rayon) semblent indiqués. Après avoir fait quelques essais de déconvolution en modifiant légèrement le point de normalisation (6000 Å au lieu de 5500 Å), après avoir inspecté rigoureusement la valeur des paramètres extraits par notre technique de déconvolution lors de nos expériences diverses, et après avoir majoré de façon plus ou moins arbitraire nos incertitudes préliminaires afin de tenir compte des sources d’erreur dont l’influence est difficile à quantifier (erreur observationnelle, choix de la convolution, choix de l’abondance d’éléments lourds du compagnon, etc.), nous en arrivons à des incertitudes “finales” de ± 4000 K et ± 250 K pour respectivement la température effective de la sous-naine et du compagnon froid, et $\pm 60\%$ pour le rayon de ce dernier. Avec l’erreur de ± 0.5 dex pour la gravité de la sous-naine et n’oubliant pas que la valeur de plusieurs paramètres provient d’un choix (motivé) de notre part (abondance d’hélium et masse de la sous-naine, gravité du compagnon), nous avons maintenant un portrait relativement complet quant à la précision de nos résultats, quoique plus “intuitif” que totalement quantitatif. Nous croyons que ces valeurs d’incertitude sont plutôt conservatrices et qu’elles constituent une limite supérieure de l’erreur pour la majorité des objets binaires. On doit donc s’attendre à ce que parmi nos spectres de systèmes doubles, ceux présentant un meilleur rapport S/B aient des incertitudes sur leurs paramètres dérivés plus faibles que celles données ici.

Une dernière quantité pour laquelle nous aimerions connaître l’incertitude est la distance aux étoiles doubles. Plutôt que de tenter d’isoler la contribution à l’erreur sur le calcul de d provenant de chacun des paramètres des systèmes binaires et de les sommer quadratiquement, nous croyons qu’il est plus simple et plus réaliste de calculer la distance pour les 2 solutions caractérisées par des gravités de surface de la sous-naine qui sont inférieure et supérieure de 0.5 dex à la gravité qui caractérise notre solution optimale pour chaque système. Ensuite, on compare les trois distances, c’est-à-dire celle déjà calculée pour notre solution optimale et les 2 autres qu’on vient de calculer pour les solutions à ± 0.5 dex

en $\log g$ de la sous-naine, ce qui nous permet de constater la variation de d sur l'ensemble des combinaisons d'étoiles probables et réalistes pour un objet double. Une telle démarche suggère une erreur moyenne sur la distance d à peu près 50%, mais quelque peu supérieure (inférieure) pour les systèmes dont la gravité de surface dérivée pour l'étoile sdB est plus près de $\log g = 4.6$ (6.0).

Finalement, il faut réaliser que pour les objets binaires l'inégalité du niveau spectrophotométrique sur toute la couverture spectrale des observations devient une source d'erreur supplémentaire. En effet, quelques-uns de nos spectres d'objet double possèdent un surplus de flux dans leur extrémité bleue (parfois jusqu'à $\sim 10\%$ d'excès, voir le Tableau II de la Section 3.1), qui diminue la signature spectrale du compagnon froid. Après avoir fait des tests avec certaines de nos observations rejetées pour leur manque d'homogénéité spectrophotométrique, on s'aperçoit qu'un surplus de lumière bleue de 10% pour un spectre aura pour effet principal d'induire (par notre méthode de déconvolution) soit un rayon dérivé pour l'étoile froide inférieur à la réalité de quelques dixièmes de rayons solaires (environ 0.2–0.3 R_{\odot}), soit une température effective dérivée pour cette même étoile inférieure d'un couple de centaines de degrés Kelvin, ou encore une combinaison des deux effets. Il est sage de garder cet état de chose à l'esprit lorsque l'on veut faire des comparaisons entre les paramètres obtenus pour les différents systèmes binaires ; le Tableau II identifie les objets dont la distribution d'énergie est affectée.

Un mot concernant les plutôt grands rayons (0.7–4.0 R_{\odot}) dérivés pour les étoiles froides ; en se fiant aux magnitudes visuelles absolues tabulées par Lang (1992) pour les étoiles de classe IV et V, on constate que les rayons que nous obtenons semblent compatibles avec la classe des sous-géantes (classe IV). Cette particularité de nos compagnons froids est davantage étudiée dans le Chapitre 4. Voici maintenant quelques remarques concernant certains objets binaires que nous avons déconvolués (voir Annexe A) :

PG 1558–007 : Un ajustement relativement bon des modèles et les valeurs des paramètres dérivés lors de la déconvolution de cet objet confirment que l'étoile froide du système est de type spectral M tardif ($T_{\text{eff}} = 3000$ K). Selon Lang (1992), une étoile de si faible température effective sur la séquence principale est caractérisée par un rayon d'environ $0.2 R_{\odot}$. Le rayon que nous obtenons pour le compagnon froid est plutôt de $4.0 R_{\odot}$, soit plus grand d'un facteur 20 !

PG 1610+519 : La distribution d'énergie de cet objet est mal reproduite par une combinaison de spectres d'étoiles sdB et froide, le gradient (négatif) du flux depuis la partie bleue vers la partie rouge étant trop abrupte, faisant plutôt croire en une sous-naine simple. Par contre, cette observation est caractérisée par un surplus de lumière bleue (indice v) d'à peu près 8% par rapport au flux dans la bande V (Tableau II). De plus, comme on y distinguait déjà de faibles mais réelles raies d'absorption d'éléments lourds, nous pensons encore qu'il est légitime de concevoir cet objet comme binaire, émettant cependant quelques réserves quant à la validité des paramètres dérivés.

PG 1636+104 : Ici aussi la distribution d'énergie de l'observation est difficile à reproduire par un modèle de système binaire, ainsi que certaines raies d'hydrogène (plus particulièrement $H\alpha$). La binarité de l'objet ne fait aucun doute mais une observation de meilleure qualité serait grandement souhaitable afin de pouvoir dériver des paramètres du système qui soient plus valables.

PG 2148+095 : La courte couverture spectrale et la seule raie d'hydrogène ($H\alpha$) dont nous disposons pour cet objet exige que nous nous méfions de la validité de notre déconvolution ; une incertitude plus grande que celle suggérée pour les paramètres physiques obtenus est plus réaliste.

3.7 Le problème potentiel des systèmes binaires timides

Au cours de notre travail de déconvolution des systèmes doubles, nous nous sommes rendus compte qu'il est parfois possible de bien reproduire le spectre observé d'une sous-naine supposée **simple** et souffrant d'extinction en additionnant des spectres synthétiques de sous-naine et d'étoile froide, à condition que l'abondance d'éléments lourds choisie pour cette dernière soit très faible. En effet, nous avons appliqué notre technique de déconvolution, considérant un compagnon froid d'abondance $[M/H] = -3.0$, à l'objet PG 0342+026, qui selon notre diagnostic est une sous-naine simple rougie par la poussière interstellaire ($E_{B-V} = 0.12$, voir Section 3.3). Le résultat de cette expérience est présenté à la Figure 10; on s'aperçoit qu'aucune raie d'éléments lourds n'est visible dans le spectre-modèle, et que celui-ci s'ajuste très bien au profil des raies d'hydrogène et à la distribution d'énergie de l'observation! Par contre, bien que les paramètres obtenus pour la composante sous-naine soient tout à fait plausibles ($T_{\text{eff}} = 24\,000$ K, $\log g = 5.5$), le rayon de $0.5 R_{\odot}$ dérivé pour le compagnon froid est trop petit pour une étoile de 5600 K, température qui correspond plutôt à un rayon d'environ $0.88 R_{\odot}$ sur la séquence principale (Lang 1992). Nous avons aussi essayé la déconvolution avec une étoile froide d'abondance fixée à une valeur de $[M/H] = -2.0$ et, quoique l'ajustement du modèle optimal soit aussi bon que dans le cas précédent et ne montre également pas de raies d'éléments lourds, les valeurs dérivées de température effective (6400 K) et de rayon ($0.7 R_{\odot}$) pour le compagnon froid forment aussi une paire improbable pour une étoile normale (classe V).

Ainsi, pour l'exemple de PG 0342+026, les valeurs peu crédibles dérivées pour les paramètres d'un potentiel compagnon froid ne nous font pas remettre en question la non-binarité de cette sous-naine. Cependant, il n'est pas interdit de penser qu'un spectre de sous-naine caractérisé par un rougissement un peu plus grand que celui dont est affecté PG 0342+026 (0.12 mag en E_{B-V}) et un rapport S/B de l'ordre de 50 (2 fois moins bon que celui du spectre de PG 0342+026) peut

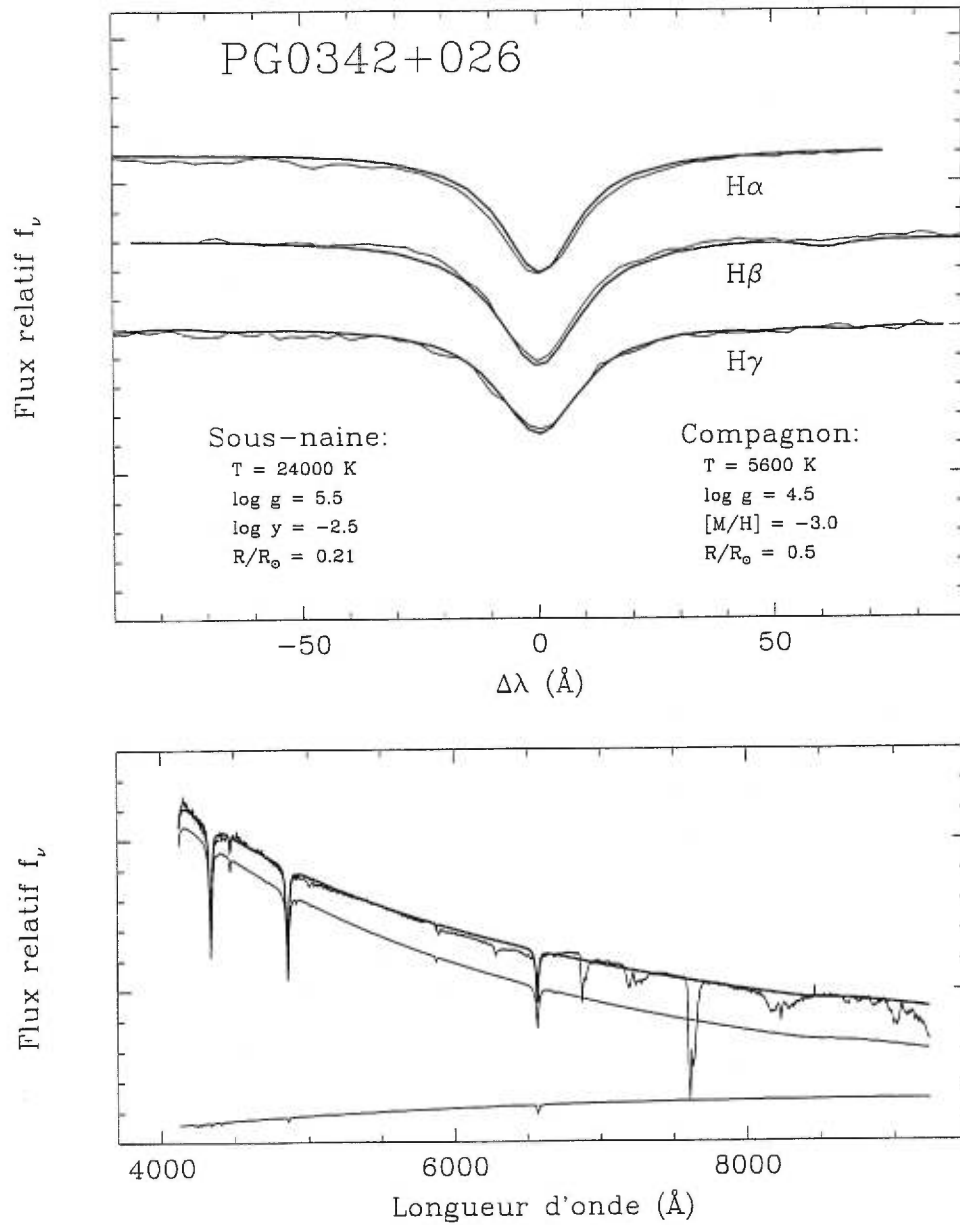


FIGURE 10. Déconvolution appliquée à la sous-naine simple PG 0342+026, en fixant l'abondance d'éléments lourds du compagnon froid à $[M/H] = -3.0$.

nous confondre et nous empêcher de remarquer la signature d'un compagnon froid de séquence principale. Il serait donc intéressant dans ces cas-là de pouvoir s'assurer de l'origine interstellaire du rougissement observé. Pour ce faire, la "bosse" d'absorption particulièrement forte autour de 2200 Å dans la courbe d'extinction de la matière interstellaire peut nous aider. Cette structure, qui se manifeste par une dépression dans cette région des spectres du domaine ultraviolet, pourrait nous permettre de distinguer les vraies sous-naines simples rougies de celles qui sont potentiellement des binaires timides. À la Figure 11 nous présentons des spectres extraits des archives du satellite *International Ultraviolet Explorer (IUE)* pour quelques-uns de nos objets. On peut y voir nettement, pour PG 0342+026, la dépression centrée à 2200 Å qui confirme qu'il s'agit d'un objet affecté par l'extinction. Nous présentons également sur cette figure les spectres UV de PG 0057+155 (étoile sdB simple, $E_{B-V} = 0.04$) et PG 1104+243 (objet binaire, $b = 66.4^\circ$), pour lesquels, comme on s'y attend, la dépression en question est faible ou inexistante. Un dernier cas montré à la Figure 11 est la sous-naine simple PG 1629+081. Nous avons précédemment établi (Section 3.3) qu'une courbe d'extinction interstellaire caractérisée par $E_{B-V} = 0.16$ peut reproduire le rougissement dont témoigne cet objet ; or son spectre UV ne montre pas la signature de l'extinction attendue autour de 2200 Å. Il est vrai que, dans ce cas-ci, le spectre *IUE* n'est pas de très grande qualité mais, tout de même, nous devons envisager la possibilité que PG 1629+081 constitue un exemple de système binaire timide dont le compagnon froid serait de luminosité typique de la classe V et d'abondance d'éléments lourds faible ($[M/H] < -2.0$). Ce raisonnement demeurant spéculatif, nous continuons, par défaut, de considérer PG 1629+081 comme une sous-naine simple rougie. Finalement, il n'existe pas de spectre *IUE* (couvrant la région autour de 2200 Å) pour KPD 2215+503, la seule autre étoile sdB simple de notre échantillon qui soit substantiellement rougie ($E_{B-V} = 0.22$). Rappelons que son importante extinction est conséquente avec sa position dans le plan de la Galaxie ; $E_{B-V} > 0.25$ selon la carte de Burstein & Heiles (1982).

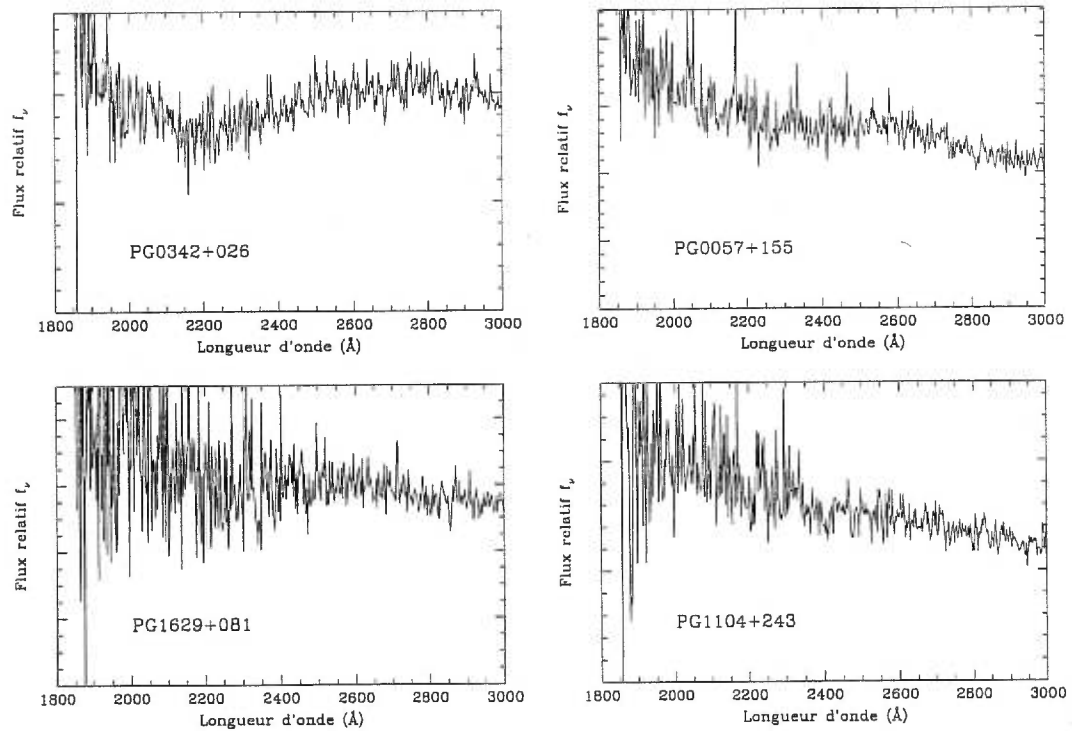


FIGURE 11. Spectres *IUE* (domaine ultraviolet) pour quelques objets. L'extinction interstellaire se manifeste par une dépression dans le continu du spectre (autour de 2200 \AA) de PG 0342+026.

CHAPITRE 4

Implications astrophysiques

4.1 Comparaison des résultats

Notre échantillon d'objets doubles est lui-même un sous-échantillon extrait de la liste des 31 étoiles sdB candidates à la binarité élaborée par Allard *et al.* (1994). Rappelons que ces auteurs ont utilisé une technique de déconvolution photométrique basée sur la méthode des diagrammes de rapport de flux de Wade (1982). Ceci leur a permis d'identifier les systèmes doubles, et d'estimer la température effective de la sous-naine et le type spectral du compagnon froid qui les composent. Au départ, nous avons observé 18 de leurs 31 étoiles potentiellement binaires. Or, après analyse, il s'avère que 2 de ces 18 objets ne présentent, dans le cadre de notre étude, aucune évidence quant à leur possible nature binaire ; il s'agit de PG 1629+081 et KPD 2215+503. Malgré la petite taille de notre échantillon, ce résultat nous donne une idée de la fiabilité de la technique de détection des sous-naines binaires par Allard *et al.* (1994), soit environ 90%. On peut cependant émettre certaines réserves quant à la pertinence de leur méthode pour les étoiles situées dans le plan de la Galaxie que sont les objets tirés du catalogue Kitt Peak-Downes. L'importante extinction interstellaire qui affecte ces objets (et qui imite parfaitement un rougissement en provenance d'une étoile froide) rend difficile la confirmation de leur statut binaire si on ne dispose pas d'information spectrale.

Il est aussi possible de comparer les valeurs des paramètres du système (T_{eff}

de l'étoile sdB et type spectral du compagnon) dérivés par Allard *et al.* (1994) avec les nôtres, et c'est ce qui est fait au Tableau VII ainsi qu'à la Figure 12. Dans le tableau, nous présentons les températures que nous avons dérivées pour la sous-naine (étoile primaire \star_p) et l'étoile froide (étoile secondaire \star_s) de nos candidats binaires, en juxtaposition avec la température (\star_p) et le type spectral (\star_s) estimés par Allard *et al.* (1994). Nous donnons également le type spectral des étoiles froides basé sur notre évaluation de leur température effective, en se fiant aux températures typiques pour la séquence principale telles que fournies par Lang (1992). De même, la température effective du compagnon froid tabulée dans la septième colonne est en fait notre estimation de cette quantité à partir du type spectral (colonne 6) suggéré par Allard *et al.* (1994), en se reportant aussi à la séquence principale de Lang (1992). Quant à la Figure 12, elle montre graphiquement la comparaison de nos résultats avec ceux de Allard *et al.* (1994) pour les températures effectives des deux composantes des systèmes binaires, telles que données dans le Tableau VII. Les deux points marqués d'un X correspondent aux objets pour lesquels notre déconvolution n'est pas fiable, soit PG 1610+519 et PG 1636+104 (voir Annexe A).

En ce qui concerne les températures effectives des étoiles sdB, on peut voir que les deux études en arrivent à des résultats comparables. La déviation standard σ est de 1270 K entre les températures dérivées par les deux groupes, la déviation étant plus petite ($\sigma = 970$ K) si on ne considère pas les systèmes PG 1610+519 et PG 1636+104. Par contre, en ce qui concerne les températures des compagnons froids, on s'aperçoit que les valeurs obtenues par Allard *et al.* (1994) semblent restreintes dans un intervalle plus étroit que le nôtre. Ceci illustre le fait qu'ils dérivent un type spectral K pour toutes leurs étoiles secondaires, alors que de notre côté nous obtenons plutôt un ensemble mixte d'étoiles de type G et K (selon la classe de luminosité V). Pour tenter d'expliquer ce désaccord, nous présentons à la Figure 13 deux diagrammes de rapport de flux directement extraits de l'article de Allard *et al.* (1994). Le diagramme de gauche, qui montre la position de

TABLEAU VII. Comparaison des températures effectives dérivées pour les composantes des systèmes binaires avec celles de Allard *et al.* (1994)

Objets	Ce travail			Allard <i>et al.</i> (1994)		
	$T_{\text{eff}} \star_p$	$T_{\text{eff}} \star_s$	Type \star_s *	$T_{\text{eff}} \star_p$	Type \star_s	$T_{\text{eff}} \star_s$ †
PG 0039+049	30 000 K	4900 K	K2	25 000 K	K4	4600 K
PG 0110+262	21 000 K	5800 K	G4	22 000 K	K2.5	4800 K
PG 0749+658	26 000 K	4400 K	K5	23 500 K	K5.5	4300 K
PG 1104+243	22 000 K	5800 K	G4	27 500 K	K3.5	4650 K
Feige 87	22 000 K	5400 K	G9	23 500 K	K4.5	4450 K
PG 1449+653	30 000 K	4400 K	K5	28 000 K	K4	4600 K
PG 1558-007	20 000 K	3000 K	M6	22 000 K	K4	4600 K
PG 1610+519	36 000 K	6400 K	F6	32 500 K	K8	4000 K
PG 1636+104	34 000 K	4400 K	K5	21 000 K	K2.5	4800 K
PG 1701+359	26 000 K	5000 K	K1	28 500 K	K6.5	4150 K
PG 1718+519	24 000 K	5800 K	G4	25 000 K	K3.5	4650 K
PG 2110+127	26 000 K	5800 K	G4	26 000 K	K2.5	4800 K
PG 2118+126	31 000 K	5800 K	G4	26 500 K	K2	4900 K
PG 2148+095	20 000 K	5400 K	G9	26 000 K	K3.5	4650 K
PG 2226+094	31 000 K	5400 K	G9	31 000 K	K5	4350 K

* Type spectral basé sur la T_{eff} , en se reportant à la séquence principale de Lang (1992)

† T_{eff} estimée à partir du type spectral proposé par Allard *et al.* (1994), en se reportant à la séquence principale de Lang (1992)

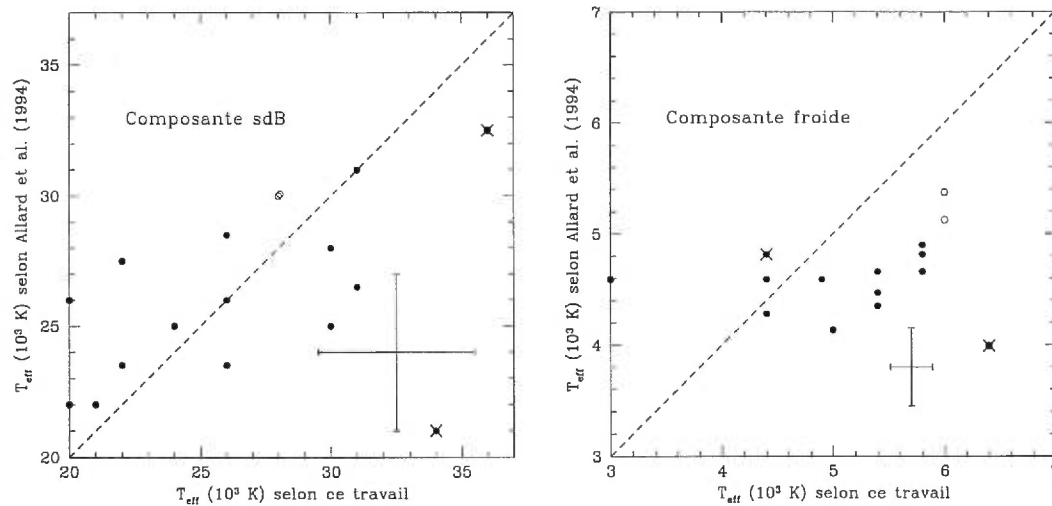


FIGURE 12. Comparaison entre les températures effectives dérivées pour les composantes des systèmes binaires de notre projet et celles obtenues par Allard *et al.* (1994), représentées par les cercles pleins. Les cercles vides présentent la comparaison avec les températures dérivées par Theissen *et al.* (1995) pour les composantes de leurs deux candidats binaires en commun avec notre échantillon (PG 1718+519 et PG 2110+127). Les deux points marqués d'un X correspondent aux objets pour lesquels notre déconvolution n'est pas fiable, soit PG 1610+519 et PG 1636+104. Les croix fournissent, à titre indicatif, une incertitude "typique" que l'on a choisie comme étant les 3/4 de la valeur maximale de l'erreur possible pour nos températures dérivées. Pour les résultats de Allard *et al.* (1994), l'erreur présentée pour les compagnons correspond à l'équivalent en température (selon Lang 1992) d'une incertitude de ± 2 sous-types spectraux (telle que suggérée par Allard *et al.*) pour une étoile de type K4, et à un choix arbitraire de notre part de ± 3000 K pour les sous-naines.

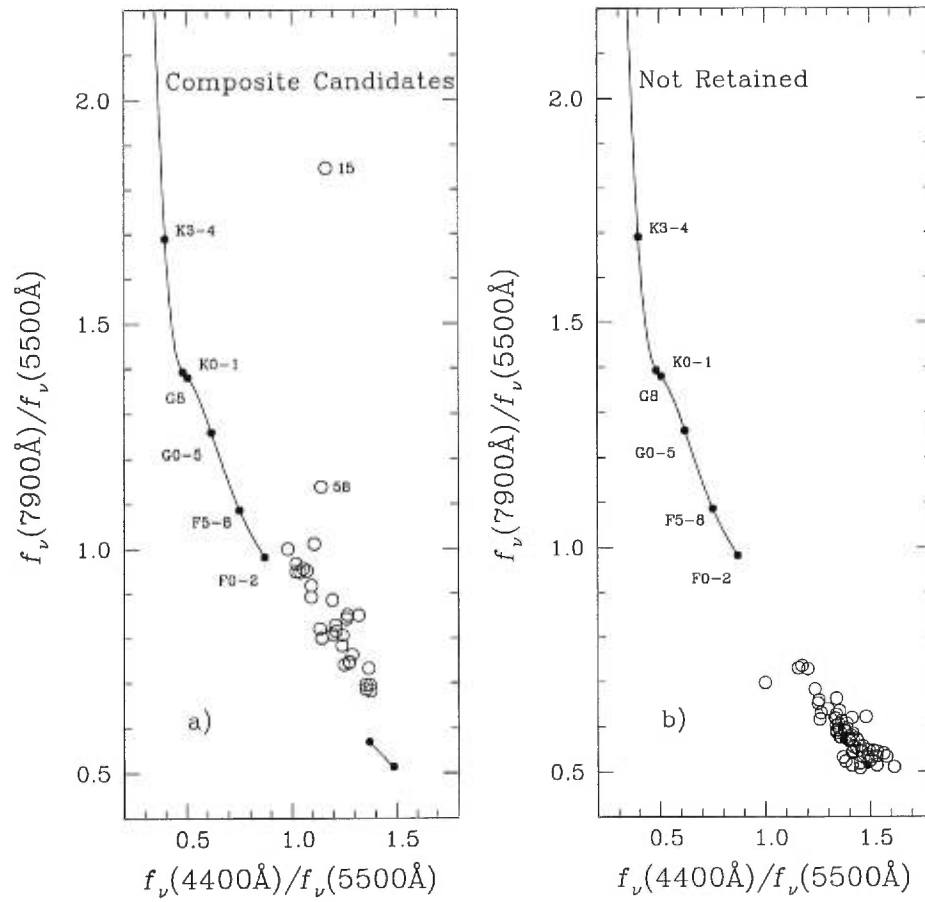


FIGURE 13. Diagrammes de rapport de flux extraits de Allard *et al.* (1994). Les cercles vides représentent les 31 candidats binaires de ces auteurs dans le diagramme de gauche, ainsi que les 69 sous-naines ne démontrant pas d'évidence claire quant à leur possible binarité dans le diagramme de droite. La séquence des sous-naines est illustrée par un trait borné par deux points représentant des modèles à 20 000 K et 50 000 K. Les points de O'Connell (1973) sont reliés entre eux par la séquence interpolée des étoiles secondaires (séquence principale).

leurs 31 candidats binaires, est celui qu'ils ont utilisé pour déterminer le type spectral des étoiles secondaires. La méthode est simple ; il faut tirer une ligne droite partant de la séquence des sous-naines et qui passe par le point associé à l'objet étudié. L'intersection de cette droite avec la séquence principale illustrée (interpolée entre les points tabulés par O'Connell 1973) fournit le type spectral recherché du compagnon. En procédant de la sorte, Allard *et al.* (1994) estiment que l'incertitude sur le type spectral est d'environ ± 2 sous-types. Cependant, puisque sur le diagramme le segment de la séquence principale qui représente les étoiles plus chaudes que celles de type K est presque parallèle à la séquence des sous-naines, il n'est peut-être pas surprenant que cette méthode n'ait révélé aucun compagnon de type G. De plus, Ferguson *et al.* (1984) mentionnent que la morphologie de ce genre de diagramme peut être influencée par la valeur de l'abondance d'éléments lourds dans la photosphère des étoiles froides du système, qui détermine par exemple l'importance de l'effet de serre (*line blanketing*) dans les différentes bandes photométriques. Or, nous avons dérivé des abondances d'éléments lourds faibles (voir Tableau VI) pour les étoiles froides de nos systèmes binaires ; une abondance solaire ne semble convenir qu'à 2 de ces objets (PG 1449+653 et PG 1558-007). Ainsi, on soupçonne que les points observés de O'Connell (qui représentent principalement des étoiles de population I) ne conviennent pas pour déconvoluer les systèmes doubles qui nous intéressent par la technique des diagrammes de rapport de flux.

Pour les raisons que nous venons d'énoncer, nous croyons que nos données spectroscopiques et notre démarche sont plus appropriées pour déterminer le type spectral des étoiles secondaires. Par contre, la bonne proportion de compagnons froids de type G que nous obtenons entre en contradiction avec les critères d'inclusion dans le catalogue PG, dont sont tirés nos objets. En effet, Green *et al.* (1986) cherchaient à établir un sondage exclusif d'objets présentant un excès de flux dans le domaine ultraviolet ($U - B < -0.46$). Ils ont donc systématiquement rejeté de leur catalogue les objets dont le spectre de classification montrait la raie

d'absorption Ca II K ($\lambda 3933$), présumant qu'il s'agissait d'étoiles de type sdG, principale source de contamination de leur échantillon. Or, l'existence de la raie Ca II K est aussi une des caractéristiques des étoiles de type GV, et nous l'observons effectivement dans le spectre de tous nos objets doubles pour lesquels on dérive un compagnon froid de type G, quand la couverture spectrale le permet ! Ce paradoxe n'a pas d'explication évidente ; la majorité des spectres de classification de Green *et al.* (1986) ont été pris à partir du télescope *Hale* (5 m) du mont Palomar, en combinaison avec un détecteur électronique "SIT Vidicon" et un réseau de 300 lignes/mm, ce qui procure une résolution expérimentale d'environ 10 Å, comparable à celle de nos propres observations. Cependant, d'autres spectres de Green *et al.* (1986) ont été obtenus avec une configuration instrumentale moins puissante ou performante (exemple : télescope de 1.5 m avec détecteur photographique), ce qui permet d'envisager que ces dernières observations ne sont pas de qualité suffisante pour que les auteurs du catalogue PG y aient détecté la raie Ca II K. Peut-être est-ce le cas des objets pour lesquels nous dérivons un compagnon froid de type spectral G. Nous ne pouvons fournir d'explication supplémentaire quant à cette situation, mais nous réaffirmons notre certitude quant à la présence de la raie Ca II K dans le spectre (si la couverture spectrale est suffisante) de tous nos systèmes sdB+G.

Finalement, toujours au chapitre des comparaisons, une étude menée récemment par Ulla & Thejll (1998) présente des mesures de photométrie dans les bandes *JHK* pour 72 objets dont la grande majorité sont des sous-naines chaudes. Pour 41 de ces 72 objets, un excès de flux significatif dans le domaine infrarouge a pu être mesuré et interprété comme la signature d'un compagnon froid. Ulla & Thejll (1998) ont entre autres procédé à la déconvolution de leurs systèmes doubles ainsi détectés ; ils combinent leurs données des bandes *JHK* avec des données déjà publiées des domaines spectraux visible et ultraviolet (*IUE*), et ajustent ensuite sur cette distribution d'énergie composite la somme de deux spectres synthétiques (sous-naine + étoile froide) par la méthode des moindres

TABLEAU VIII. Comparaison des paramètres dérivés pour les composantes des systèmes binaires avec ceux de Ulla & Thejll (1998) pour les objets en commun

Objets	Ce travail				Ulla & Thejll (1998)			
	$T_{\text{eff}} \star_p$	$T_{\text{eff}} \star_s$	R'	$\log g^\dagger$	$T_{\text{eff}} \star_p^*$	$T_{\text{eff}} \star_s$	R'	$\log g^\dagger$
PG 0110+262	21 000 K	5800 K	3.8	4.7	21 000 K	5000 K	6.0	5.9
PG 2110+127	26 000 K	5800 K	6.4	4.8	34 000 K	5750 K	8.0	5.9
PG 2118+126	31 000 K	5800 K	7.2	5.2	25 500 K	5250 K	7.0	6.0
PG 2148+095	20 000 K	5400 K	3.4	4.6	25 000 K	5000 K	6.0	5.8

* La valeur de T_{eff} de la sous-naine selon Ulla & Thejll (1998) est parfois choisie (sur la base des résultats d'études publiées) plutôt que dérivée lors de l'ajustement des modèles

† Gravité de surface de la sous-naine

carrés. L'information dérivée de cette façon est présentée dans le Tableau VIII pour les 4 objets de leur analyse qui font également partie de notre étude. Ulla & Thejll (1998) ont parfois fixé plutôt qu'ajusté, sur la base des résultats d'études déjà publiées, la valeur de la température effective de la sous-naine des systèmes doubles. La quantité R' qu'ils proposent est le rapport du rayon du compagnon froid au rayon de la sous-naine, rapport dont la valeur découle directement de l'ajustement des modèles. Quant à la gravité de surface présentée pour l'étoile sdB, les auteurs l'estiment (en supposant une masse de $0.55 M_\odot$ pour la sous-naine) à partir de R' et d'une masse du compagnon froid obtenue grâce à une relation masse-rayon- T_{eff} typique des étoiles de séquence principale. L'hypothèse que le compagnon est de classe de luminosité V pourrait être à l'origine du fait que Ulla & Thejll dérivent des gravités bien plus élevées que les nôtres pour les 4 objets en commun. En effet, à la section suivante, nous démontrons que la luminosité des étoiles froides de nos systèmes doubles est significativement plus élevée que la luminosité typique des étoiles de séquence principale. Or, utiliser une relation rayon- T_{eff} propre à la classe V (comme l'ont fait Ulla & Thejll) provoquera une évaluation à la baisse du rayon du compagnon froid, ce qui aura le même effet

sur l'évaluation du rayon de la sous-naine puisque seul le rapport R' est connu. Un petit rayon pour une sous-naine de masse fixe induira évidemment une grande gravité. Pour ce qui est de la différence en température effective dérivée pour les étoiles secondaires, peut-être le manque d'information spectrale dans la partie rouge du domaine du visible dans les données de Ulla & Thejll (1998) en est-il la cause? De ceci découlerait indirectement l'écart qui existe entre leurs valeurs de R' et $T_{\text{eff}} (\star_p)$ et les nôtres.

4.2 La surluminescence des compagnons froids

Nous avons déjà mentionné au Chapitre 1 (Section 1.2) que Theissen *et al.* (1995) et Allard *et al.* (1994) ont chacun constaté lors de leurs travaux (basés sur des données spectroscopiques et photométriques, respectivement) que les compagnons froids des systèmes binaires qu'ils ont analysés semblent caractérisés par une luminosité intermédiaire aux luminosités typiques des classes III et V. Or, une des premières choses que nous remarquons à propos de nos résultats (Chapitre 3, Tableau VI) est le grand rayon dérivé pour les étoiles froides; on peut calculer que le rapport entre le rayon dérivé et le rayon d'une étoile de classe V à la température dérivée du compagnon froid (Lang 1992), se situe entre 1.6 et 3.4 pour tous nos objets à l'exception de trois. Il devient donc impératif de situer les étoiles secondaires dans le diagramme Hertzsprung-Russell, et c'est ce qui est illustré à la Figure 14. La séquence principale y est présentée (trait foncé) ainsi que les séquences évolutives de Bressan *et al.* (1993) pour une masse initiale de l'étoile de 0.6, 1.0 et 1.5 M_{\odot} . L'étoile très froide (3000 K) dont la grande luminosité et la position dans le diagramme sont difficiles à expliquer est le compagnon du système PG 1558–007. La Figure 14 démontre clairement la trop grande luminosité des compagnons froids pour qu'ils soient membres de la séquence principale. Il est cependant intrigant de constater que la distribution des étoiles secondaires sur cette figure forme, *grosso modo*, une bande parallèle

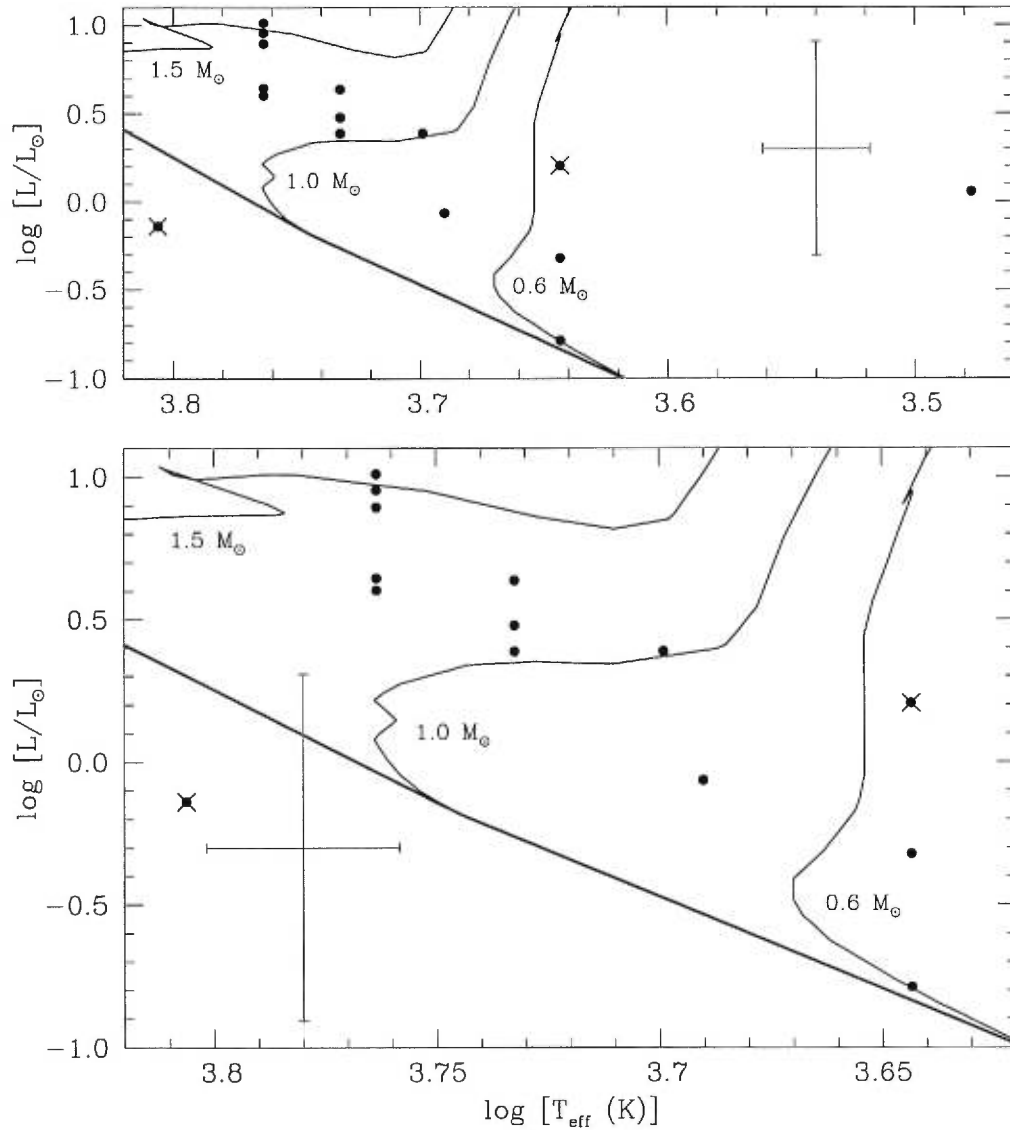


FIGURE 14. Position des compagnons froids dans le diagramme H-R. Une croix indique l'erreur moyenne. Le trait foncé représente la séquence principale d'âge zéro d'où partent les séquences évolutives ($Z = 0.02$) de Bressan *et al.* (1993) pour une masse initiale de l'étoile de 0.6 , 1.0 et $1.5 M_{\odot}$. Les deux points marqués d'un X correspondent aux objets pour lesquels notre déconvolution n'est pas fiable, soient PG 1610+519 et PG 1636+104. Le diagramme du bas est un agrandissement de la région où se concentrent nos étoiles froides (seule PG 1558–007 en est exclue).

à la séquence principale, et qu'une translation d'environ -0.7 dex en luminosité pourrait ramener l'ensemble des compagnons dans la région des étoiles de classe V. Une sous-naine de masse inférieure à notre valeur choisie (qui est de $0.5 M_{\odot}$) serait moins lumineuse ($\Delta \log L = 0.434 \Delta M/M$), et exigerait donc une luminosité moins grande de la part du compagnon afin reproduire la distribution d'énergie plate des objets doubles. Toutefois, une petite variation dans la masse de la sous-naine ne peut rendre compte de la différence observée de 0.7 dex. L'hypothèse proposant que ces étoiles appartiennent à la classe des sous-géantes devient donc plausible, bien qu'il soit probable que la grande luminosité des étoiles secondaires ne soit pas la conséquence du processus évolutif normal d'une étoile isolée vers la phase de sous-géante, mais plutôt une caractéristique intrinsèque des compagnons qui serait liée à une quelconque interaction avec l'étoile sous-naine des systèmes binaires qui nous intéressent. En fait, pour une étoile de séquence principale de $0.7 M_{\odot}$ ou moins ($T_{\text{eff}} < 4500$ K), la durée de la phase de combustion de l'hydrogène (environ 15 milliards d'années pour $M = 0.7 M_{\odot}$) d'une étoile isolée avant que celle-ci n'évolue vers la phase de sous-géante est plus longue que l'âge actuellement estimé de l'Univers (à peu près 13 milliards d'années). Il est donc particulièrement périlleux d'associer la surluminescence du compagnon au processus évolutif normal d'une étoile isolée.

Dans ce contexte, on doit aussi s'interroger sur la possibilité que la présence d'un si grand nombre de compagnons surlumineux provienne d'un effet de sélection observationnel. Afin de savoir si un projet d'observation dans le domaine du visible pourrait permettre de détecter des sous-naines binaires dont le compagnon froid est de séquence principale, Theissen *et al.* (1995) ont effectué une expérience qui consiste à additionner le flux d'étoiles de classe V de type spectral G3, G5 et K0 au flux d'une étoile sdB ($T_{\text{eff}} = 30\,000$ K, $\log g = 5.25$ et $M = 0.5 M_{\odot}$); l'excès de flux résultant (en provenance du compagnon) modifie l'indice de couleur ($V - I$) de la sous-naine de seulement 0.094, 0.040 et 0.024, respectivement. Selon eux, les deux derniers excès de flux sont assez petits pour être interprétés

comme des erreurs de mesure ou encore comme la manifestation du rougissement interstellaire plutôt que d'être associé à une étoile secondaire froide.

En examinant les incertitudes observationnelles des données photométriques de Allard *et al.* (1994), on se rend compte que l'effet de sélection proposé s'applique probablement à leur étude. Ceci veut dire que nous serions nous-même victimes de la ségrégation des compagnons de séquence principale, puisque notre échantillon d'objets est extrait de celui de Allard *et al.* (1994). Néanmoins, on peut apercevoir sur la Figure 14 un compagnon froid dont la position est conséquente avec un objet de classe de luminosité V ; il s'agit de l'étoile secondaire du système PG 0749+658. Sa température effective de 4400 K et son rayon de $0.7 R_{\odot}$ sont typiques d'une étoile de type K5 V (Lang 1992). Le fait que l'observation de PG 0749+658 soit caractérisée par une des plus grandes incertitudes (0.075 mag) en indice ($V - I$) du travail de Allard *et al.* (1994) peut peut-être expliquer que ces auteurs aient "réussi" à l'identifier comme système binaire. Chose certaine, notre spectre de cet objet (voir Figure 17, Annexe A) nous permet d'évaluer la sensibilité de notre technique quant à la détection de sous-naines binaires dont le compagnon est de séquence principale. À partir du moment où les raies d'absorption d'éléments lourds de l'étoile froide sont complètement noyées dans le flux de la sous-naine et/ou dans le bruit de photons de l'observation, on ne peut plus affirmer qu'un objet est binaire, bien que le rougissement puisse être évident. Or, dans le spectre de PG 0749+658 ($[M/H] = -2.0$), on distingue de façon nette la bande Mg b ($\lambda\lambda 5167-5183$), mais on devine seulement la présence de quelques raies de Fer (Fe I $\lambda\lambda 5269, 5587$). Ceci nous laisse croire que le type d'observations effectuées dans notre travail permet, en principe, de détecter tous les systèmes sdB+V dont l'étoile secondaire est de type spectral plus précoce qu'environ K6 ; pour des compagnons dont l'abondance en éléments lourds est solaire, cette limite peut même être repoussée vers des types spectraux plus tardifs, puisque les raies d'éléments lourds sont plus évidentes.

Les constatations énumérées dans ce chapitre vont avoir une conséquence sur la valeur de la fraction binaire des étoiles sdB. Allard *et al.* (1994) déterminent qu'environ 60% des sous-naines chaudes sont binaires en supposant qu'ils ont détecté tous les objets doubles de leur échantillon dont le compagnon froid est de type spectral K, et en appliquant une fonction de luminosité propre aux étoiles de séquence principale pour prendre en compte des systèmes doubles avec une étoile secondaire des autres types qu'ils n'ont pu identifier (voir Section 1.2). Or, notre travail démontre qu'en fait les candidats binaires de Allard *et al.* (1994) échantillonnent une plus large gamme en température effective des compagnons que celle des étoiles de type K. Ce résultat aurait pour effet de diminuer la fraction de sous-naines binaires que ces derniers auteurs ont évalué. De plus, sachant maintenant de façon sûre que les compagnons froids sont caractérisés par une luminosité intermédiaire à celle des classes III et V, le choix d'utiliser la fonction de luminosité de séquence principale pour l'extrapolation de la fraction binaire est certainement incorrect, quoiqu'il soit impossible de dire jusqu'à quel point. Une étude spectroscopique similaire à la nôtre mais impartiale quant au choix des objets considérés fournirait une réponse plus juste quant à la valeur de la proportion des sous-naines chaudes binaires dans la Galaxie.

4.3 Le système PG 1104+243 comme objet binaire typique

Au moment de la classification des objets du catalogue PG, Green *et al.* (1986) ont identifié PG 1104+243 (entre autres) comme étant un système double en raison de sa distribution d'énergie plate très évidente. Par la suite, cet objet fut régulièrement observé, et jusqu'à ce jour trois études différentes (excluant la nôtre) se sont attardées à en déconvoluer les composantes. Ferguson *et al.* (1984) et Allard *et al.* (1994) ont d'abord procédé à la déconvolution de PG 1104+243 par la technique des diagrammes de rapport de flux de Wade (1982); la méthode est partiellement décrite à la Section 4.1, et en résumé les deux groupes dérivent

une température effective de la sous-naine et un type spectral du compagnon froid semblables, soient 28 000 K et K2, et 27 500 K et K3.5, respectivement. Les valeurs de ces paramètres ne se comparent pas très bien avec les nôtres (22 000 K et G4), mais nous avons déjà émis quelques réserves quant à la fiabilité de cette méthode pour identifier le type spectral des compagnons froids (Section 4.1). De leur côté, Orosz *et al.* (1997) ont séparé les deux composantes du système PG 1104+243 en ajustant sur son spectre observé normalisé des spectres standards (également normalisés) d'étoiles de séquence principale. Le spectre d'étoile froide optimal ainsi obtenu est de type spectral G8 ; en utilisant la température effective dérivée par Ferguson *et al.* (1984) pour la sous-naine (28 000 K), ceci leur permet de déduire la gravité de cette dernière, soit $\log g = 5.9$. Il est rassurant de voir qu'Orosz *et al.* (1997) affirment, comme nous, la nécessité que le compagnon de ce système soit de type G, étant donné qu'ils disposent du même genre d'information spectroscopique que nous (leur couverture spectrale s'étend de 5300 Å à 6800 Å). En suivant le même raisonnement que nous décrivons à la Section 4.1 à propos du travail de Ulla & Thejll (1998), nous pensons que la très grande gravité qu'Orosz *et al.* (1997) ont dérivée pour la sous-naine s'explique certainement en partie par le fait qu'ils ont considéré que le compagnon est de classe V pour évaluer la magnitude de la sous-naine à partir de leur valeur du rapport de flux des deux composantes. Afin de mettre en perspective les différences qui existent entre leur solution et la nôtre, notons qu'il nous est certainement plus difficile de dériver avec précision le sous-type spectral d'une étoile de type G que celui d'une étoile de type K, pour laquelle les raies d'éléments lourds sont plus évidentes et plus nombreuses. De plus, la température effective **choisie** (28 000 K) pour la sous-naine, et le fait que les étoiles froides de la banque de spectres utilisée par Orosz *et al.* (1997) sont caractérisées par une abondance d'éléments lourds de type solaire, sont également responsables de la divergence des deux solutions.

CONCLUSION

Nous avons pu constater lors de ce travail la supériorité et l'importance de l'information spectroscopique pour déterminer de façon juste les paramètres principaux des étoiles formant les systèmes binaires qui nous intéressent. Plus particulièrement, notre analyse n'est pas affectée par le manque de sensibilité quant à la détermination de la température effective de l'étoile secondaire qui semble être un défaut de la technique de déconvolution photométrique de Wade (1982). Ainsi, une bonne proportion des étoiles secondaires de nos systèmes doubles s'avère être caractérisée par une température effective conséquente avec le type spectral G. Ce résultat entre en contradiction avec un critère d'inclusion du catalogue PG (dont sont extraits nos objets), qui ne considère que les objets dont les raies de Ca II H et Ca II K sont absentes du spectre de classification. Cela suggère qu'on ne peut plus prétendre que ce sondage est libre de contamination par des étoiles de type sdG ou par des sous-naines chaudes binaires dont le compagnon est de type spectral G.

Notre étude a mené à quelques autres constatations intéressantes. Rappelons d'abord que les abondances d'éléments lourds $[M/H]$ que nous avons obtenues pour les compagnons froids sont remarquablement faibles, étant comprises entre -2.0 et -1.0 , à l'exception de 2 objets pour lesquels les compagnons sont caractérisés par une abondance solaire ($[M/H] = 0.0$). Ce résultat pourrait indiquer l'appartenance des étoiles secondaires (et indirectement des sous-naines) à une vieille population stellaire, ou être la conséquence d'un échange de matière entre les deux étoiles des systèmes doubles. Il serait intéressant de pouvoir connaître le genre d'orbites galactiques suivies par nos objets binaires afin d'en savoir plus sur leur population stellaire d'origine et d'en vérifier la possible corrélation avec

les abondances d'éléments lourds du compagnon que nous dérivons.

De plus, nous confirmons la nature surlumineuse des compagnons froids dont se doutaient entre autres Allard *et al.* (1994) et Theissen *et al.* (1995). On a pu constater que pour la très grande majorité de nos systèmes binaires, l'étoile secondaire est caractérisée par une luminosité intermédiaire à celles des classe III et V. Il n'est cependant pas impossible que cette très grande proportion de compagnons surlumineux soit la conséquence d'un effet de sélection s'appliquant à l'échantillon d'objets doubles du travail de Allard *et al.* (1994), d'où est extrait notre propre échantillon. En effet, des compagnons froids appartenant à la séquence principale pourraient être de trop faible luminosité pour être détectés par des observations de type photométrique. En revanche, nous estimons (grâce surtout au spectre de PG 0749+658) que des observations spectroscopiques semblables aux nôtres offrent le pouvoir de détecter la signature d'une étoile secondaire de classe V aussi froide qu'un type spectral K tardif.

Tout ces nouveaux résultats laissent croire que des corrections doivent être apportées aux estimations actuelles de la fraction binaire des étoiles sdB dans notre Galaxie (par exemple, 60% selon Allard *et al.* 1994). Celles-ci, jusqu'à ce jour, ont toujours été obtenues en supposant une fonction de luminosité propre aux étoiles de séquence principale et une appartenance à une population du vieux disque pour les compagnons froids. Refaire ce calcul à partir de nos résultats devient difficilement justifiable, considérant le probable effet de sélection mentionné ci-dessus qui corrompt notre échantillon en faveur des systèmes doubles dont le compagnon est surlumineux. Par contre, puisque le genre d'observations spectroscopiques que nous avons obtenues pour cette étude semble, en principe, capable de déceler la présence d'un compagnon froid de classe de luminosité V de tout type spectral à l'exception du type M, nous pensons qu'appliquer notre analyse à un échantillon choisi objectivement de sous-naines, bien que coûteux en temps d'observation, permettrait de savoir si des étoiles secondaires de classe V dans

les systèmes doubles sont chose fréquente. Si tel est le cas, ces observations permettraient de recalculer de façon plus juste la proportion des étoiles sdB binaires dans la Galaxie.

RÉFÉRENCES

- Allard F. & Hauschildt 1998, communication personnelle
- Allard F., Wesemael F., Fontaine G., Bergeron P., Lamontagne R. 1994, AJ, **107**, 1565
- Berger J., Fringant A.M. 1978, A&A, **64**, L9
- Bergeron P., Fontaine G., Lacombe P., Wesemael F., Crawford D.L., Jakobsen A.-M. 1984, AJ, **89**, 374
- Bessell M.S. 1979, PASP, **91**, 589
- Bixler J.V., Bowyer S., Laget M. 1991, A&A, **250**, 370
- Bressan A., Fagotto F., Bertelli G., Chiosi C. 1993, A&AS, **100**, 647
- Burstein D., Heiles C. 1982, AJ, **87**, 1165
- Caloi V. 1972, A&A, **20**, 357
- Caloi V. 1989, A&A, **221**, 27
- de Boer K.S., Aguilar Sanchez Y., Altmann M., Geffert M., Odenkirchen M., Schmidt J.H.K., Colin J. 1997, A&A, **327**, 577
- Dorman B. 1996, 32nd Liège Astrophysical Colloquium, ed. A. Noels, N. Grevesse, M. Gabriel & P. Demarque, 291
- Downes R. 1986, ApJS, **61**, 569
- Ferguson D.H., Green R.F., Liebert J. 1984, ApJ, **287**, 320

- Green E.M., Liebert J.W., Saffer R.A. 1998, The Third Conference on Faint Blue Stars, ed. A.G. Davis Philip, J.W. Liebert & R.A. Saffer (Schenectady : L. Davis), sous presse
- Green R.F., Schmidt M., Liebert J. 1986, ApJS, **61**, 305
- Greenstein J.L. 1960, Stellar Atmospheres, Stars and Stellar Systems Vol. VI, ed. J.L. Greenstein (Chicago : University of Chicago Press), p. 676
- Heber U. 1998, communication personnelle
- Heber U., Hunger K., Jonas G., Kudritzki R.P. 1984, A&A, **130**, 119
- Landolt A.U. 1992, AJ, **104**, 340
- Lang K.R. 1992, Astrophysical Data : Planets and Stars, ed. Springer-Verlag
- Mengel J.G., Norris J., Gross P.G. 1976, ApJ, **204**, 488
- Mitchell K.J. 1998, ApJ, **494**, 256
- Moehler S., Heber U., de Boer K.S. 1990a, A&A, **239**, 265
- Moehler S., Richtler T., de Boer K.S., Dettmar R.J., Heber U. 1990b, A&AS, **86**, 53
- O'Connell R.W. 1973, AJ, **78**, 1074
- Orosz J.A., Wade R.A., Harlow J.J.B. 1997, AJ, **114**, 317
- Pickles A.J. 1985, ApJS, **59**, 33
- Saffer R.A. 1991, thèse Ph.D., University of Arizona
- Saffer R.A., Bergeron P., Koester D., Liebert J. 1994, ApJ, **432**, 351
- Seaton M.J. 1979, MNRAS, **187**, 73P
- Silva D.R., Cornell M.E. 1992, ApJS, **81**, 865

- Theissen A., Moehler S., Heber U., Schmidt J.H.K., de Boer K.S. 1995, A&A, **298**, 577
- Theissen A., Moehler S., Heber U., de Boer K.S. 1993, A&A, **273**, 524
- Thejll P., Theissen A., Jimenez R. 1994, A&A, **292**, 457
- Thejll P., Ulla A., MacDonald J. 1995, A&A, **303**, 773
- Ulla A., Thejll P. 1998, A&AS, **132**, 1
- Villeneuve B., Wesemael F., Fontaine G. 1995a, ApJ, **450**, 851
- Villeneuve B., Wesemael F., Fontaine G., Carignan C., Green R.F. 1995b, ApJ, **446**, 646
- Wade R.A. 1982, AJ, **87**, 1558
- Wesemael F., Fontaine G., Bergeron P., Lamontagne R., Green R.F. 1992, AJ, **104**, 203

ANNEXE A

Déconvolution des systèmes binaires

Dans cette annexe, nous présentons, pour chaque objet que l'on soupçonne être double, l'ajustement (par rapport à l'observation) du modèle de système binaire (étoile sdB + étoile froide) obtenu par l'intermédiaire de notre technique de déconvolution.

Par modèle de système binaire, nous désignons l'addition optimale d'un spectre synthétique d'étoile sdB provenant de la grille de modèles de P. Bergeron avec un spectre synthétique d'étoile froide de la grille de Allard & Hauschildt (1998).

Chacune des figures qui suit est divisée en deux diagrammes, celui du haut présentant l'ajustement du modèle sur les raies d'hydrogène, alors que celui du bas montre l'ajustement sur la distribution d'énergie ainsi que les spectres synthétiques individuels de la sous-naine et de l'étoile froide formant le système binaire. Les valeurs des paramètres physiques caractérisant ces deux étoiles sont également données.

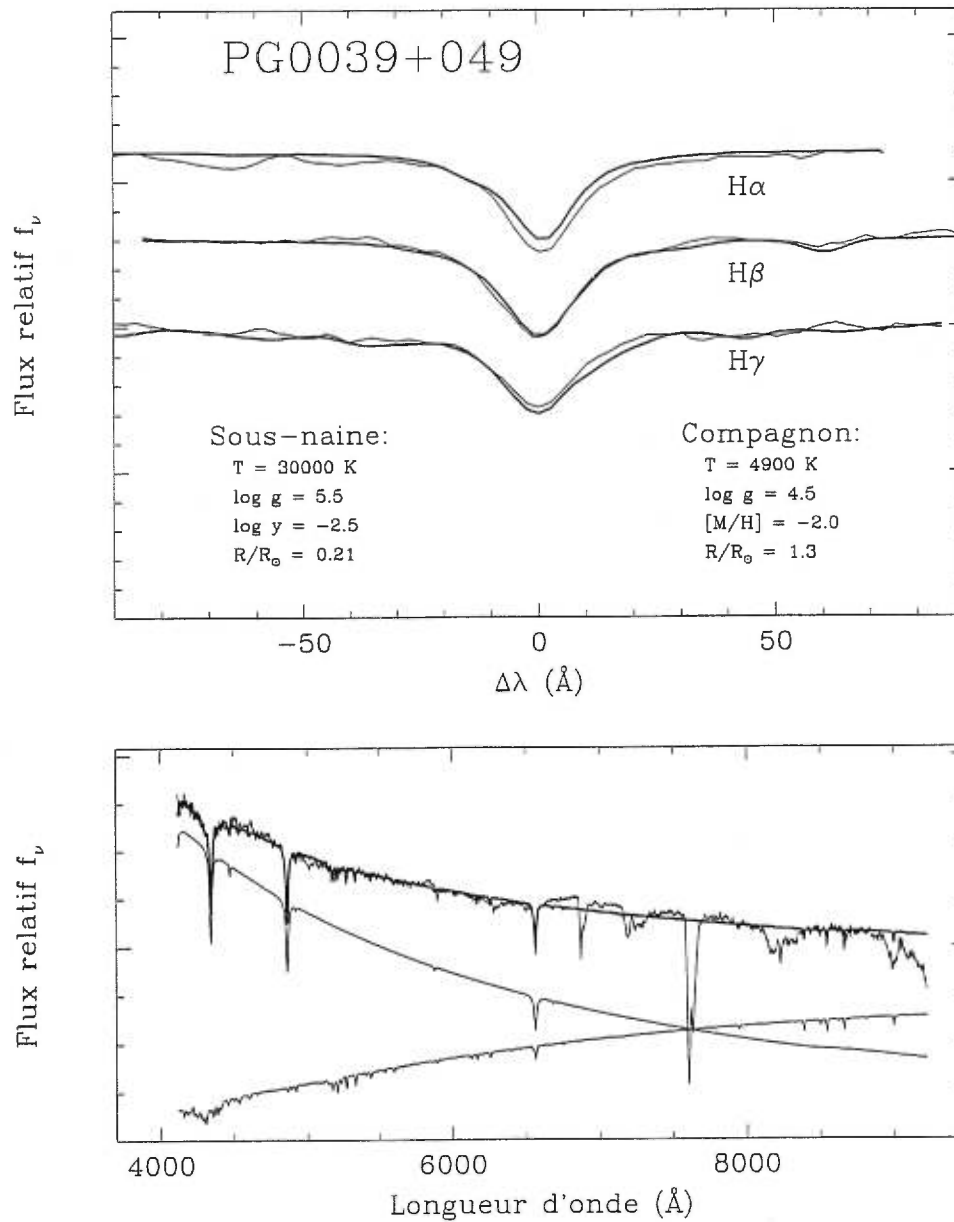


FIGURE 15. Déconvolution de PG 0039+049. Dans les deux diagrammes la somme optimale de spectres de modèles de sous-naine et d'étoile froide est illustrée (en trait foncé) en superposition avec l'observation. On peut aussi voir dans le diagramme du bas les spectres individuels des modèles de ces étoiles de la meilleure combinaison.

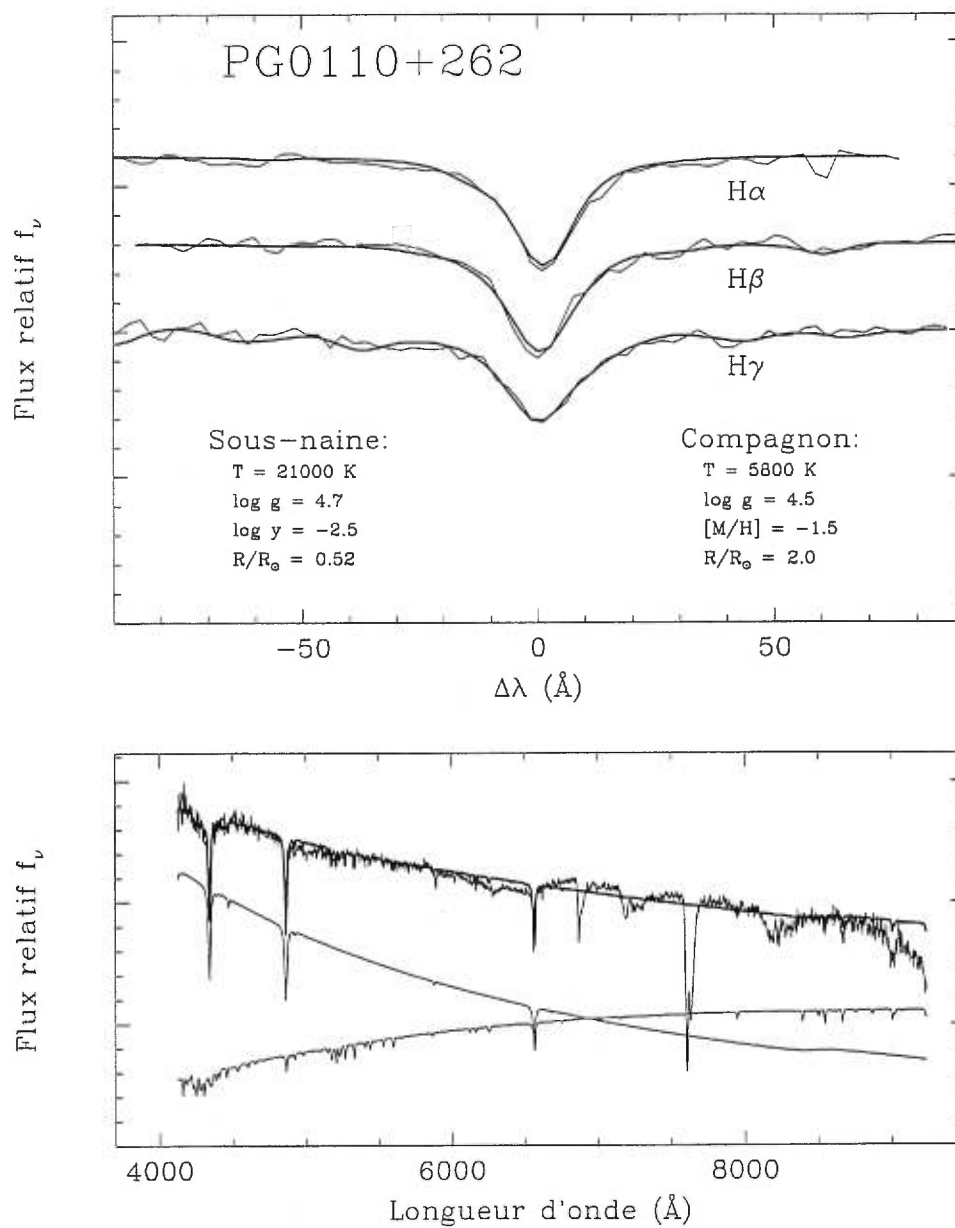


FIGURE 16. Déconvolution de PG 0110+262.

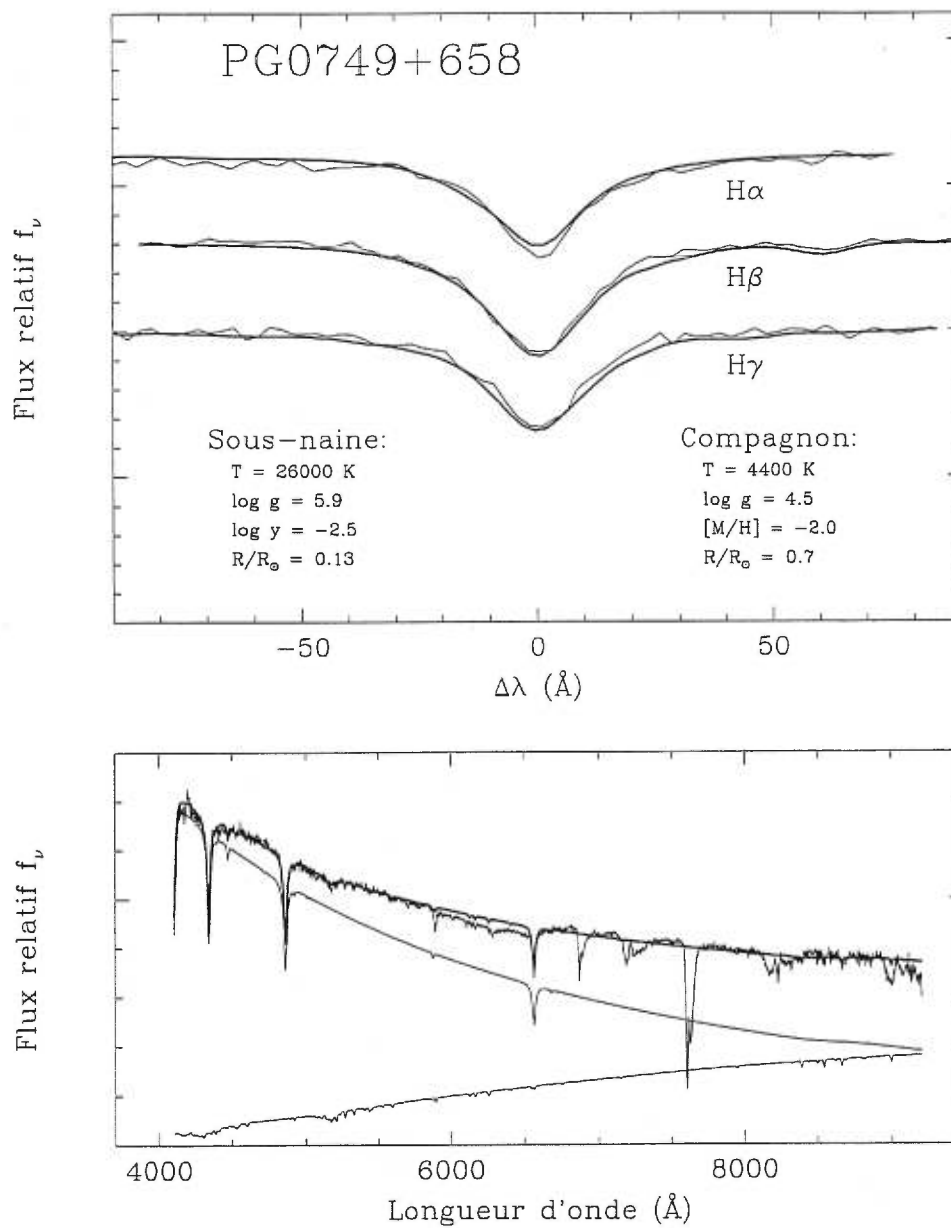


FIGURE 17. Déconvolution de PG 0749+658.

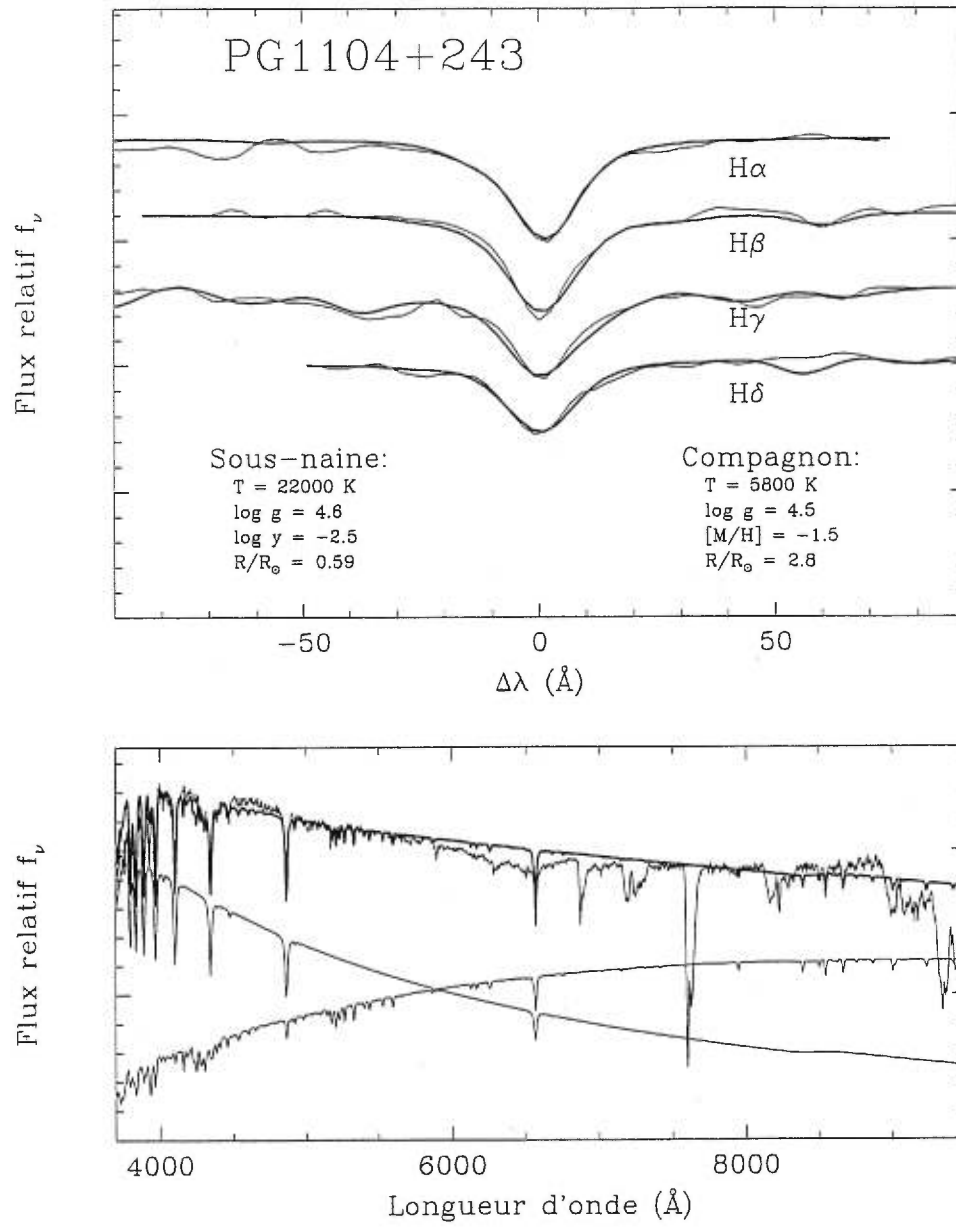


FIGURE 18. Déconvolution de PG 1104+243.

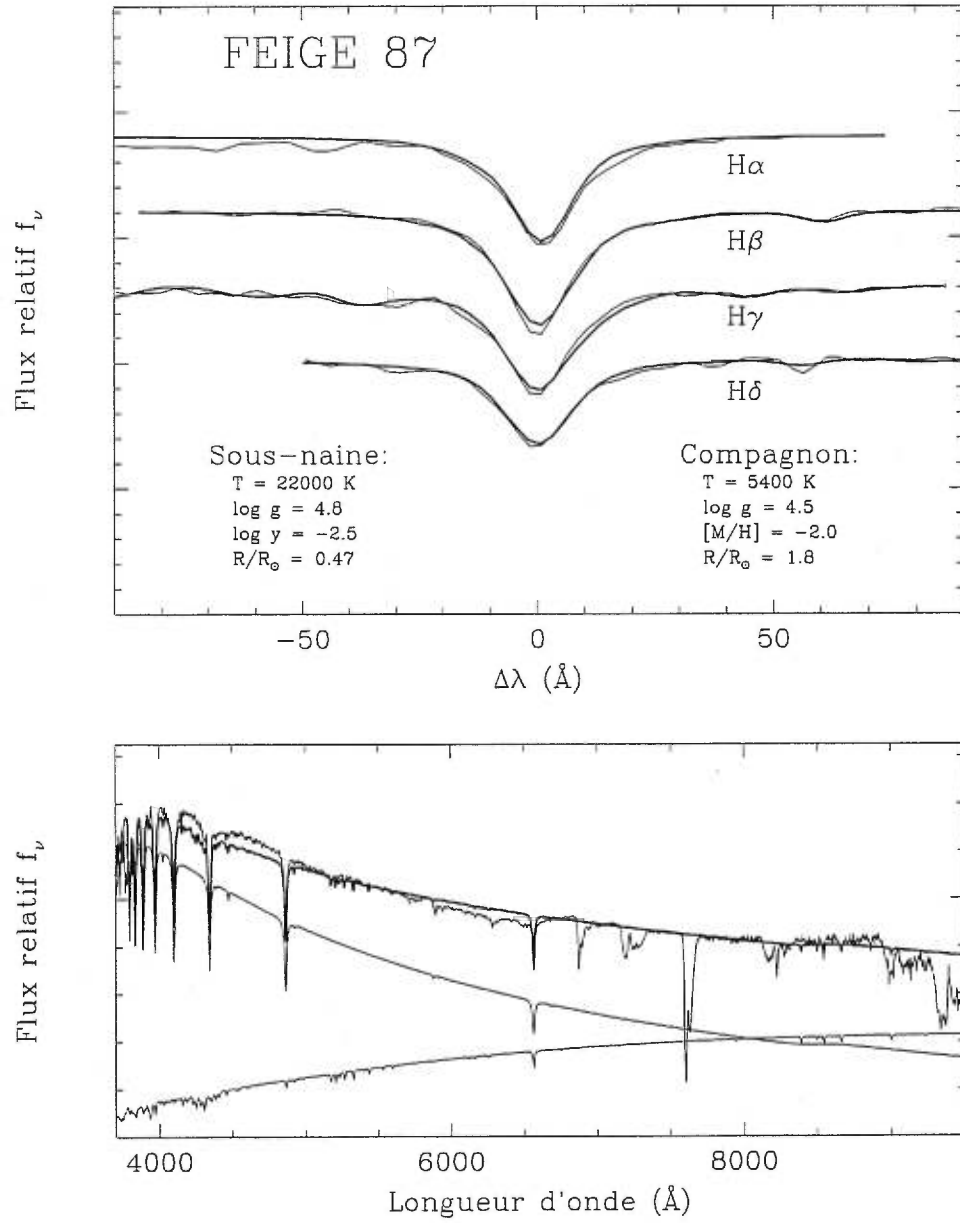


FIGURE 19. Déconvolution de Feige 87.

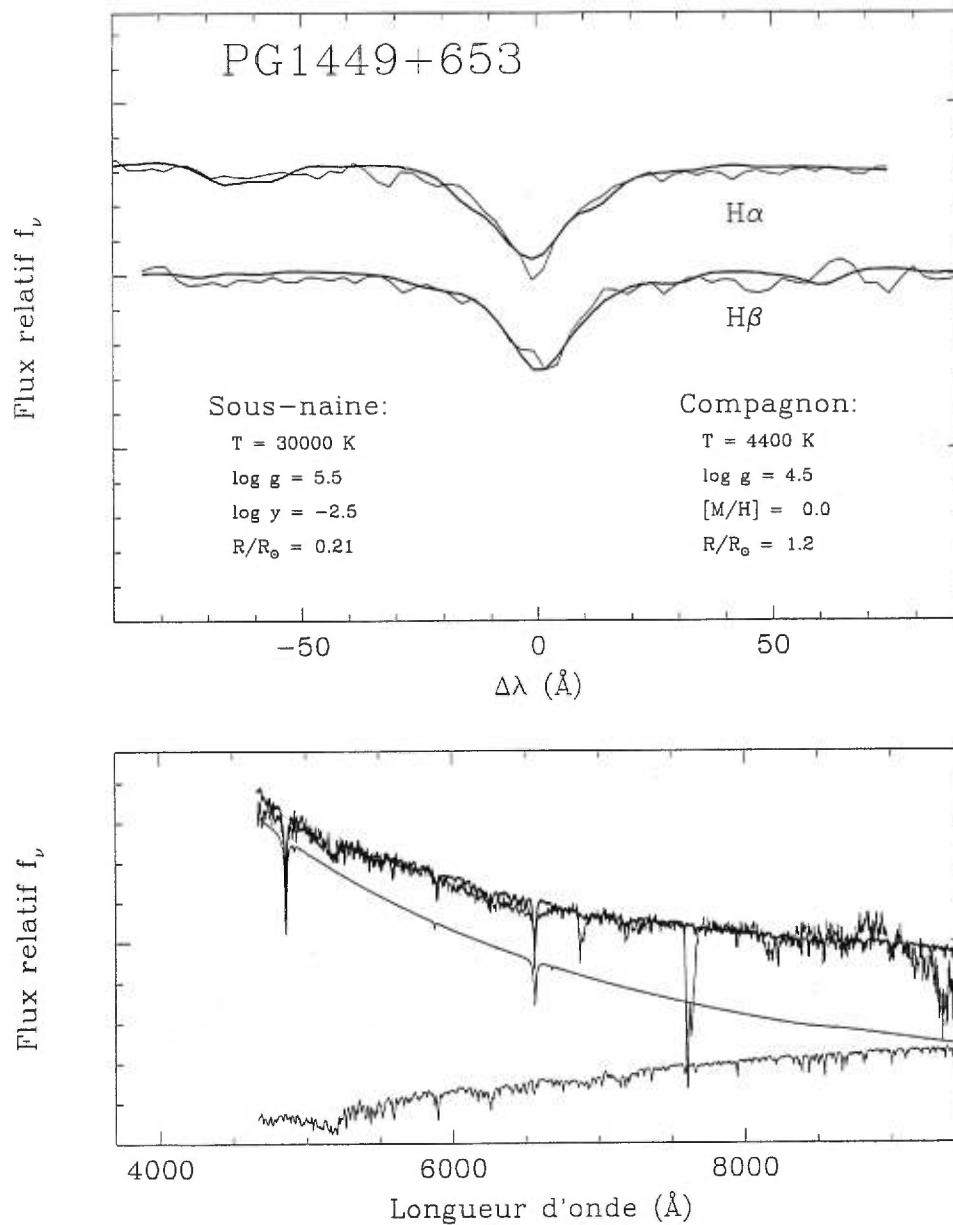


FIGURE 20. Déconvolution de PG 1449+653.

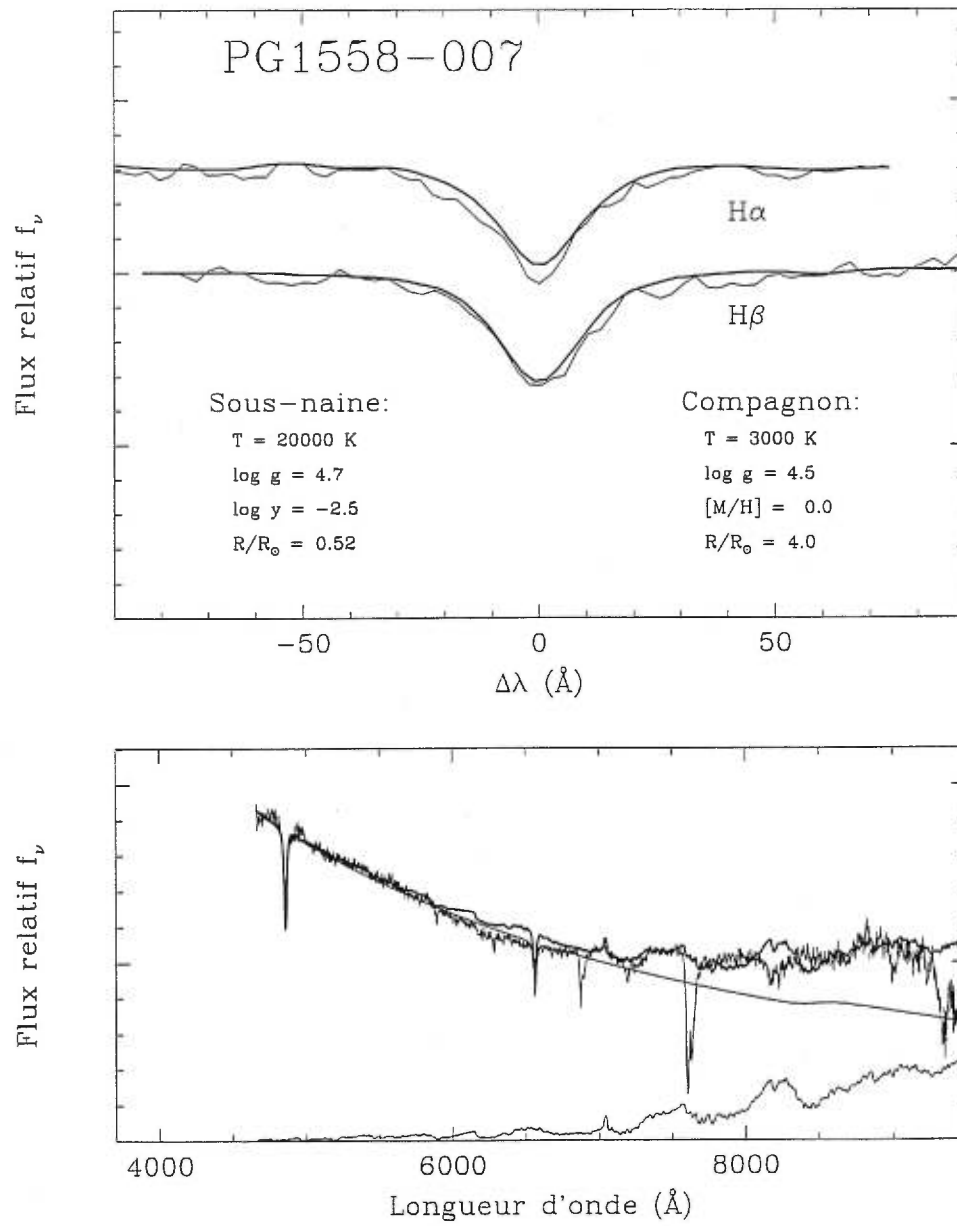


FIGURE 21. Déconvolution de PG 1558-007.

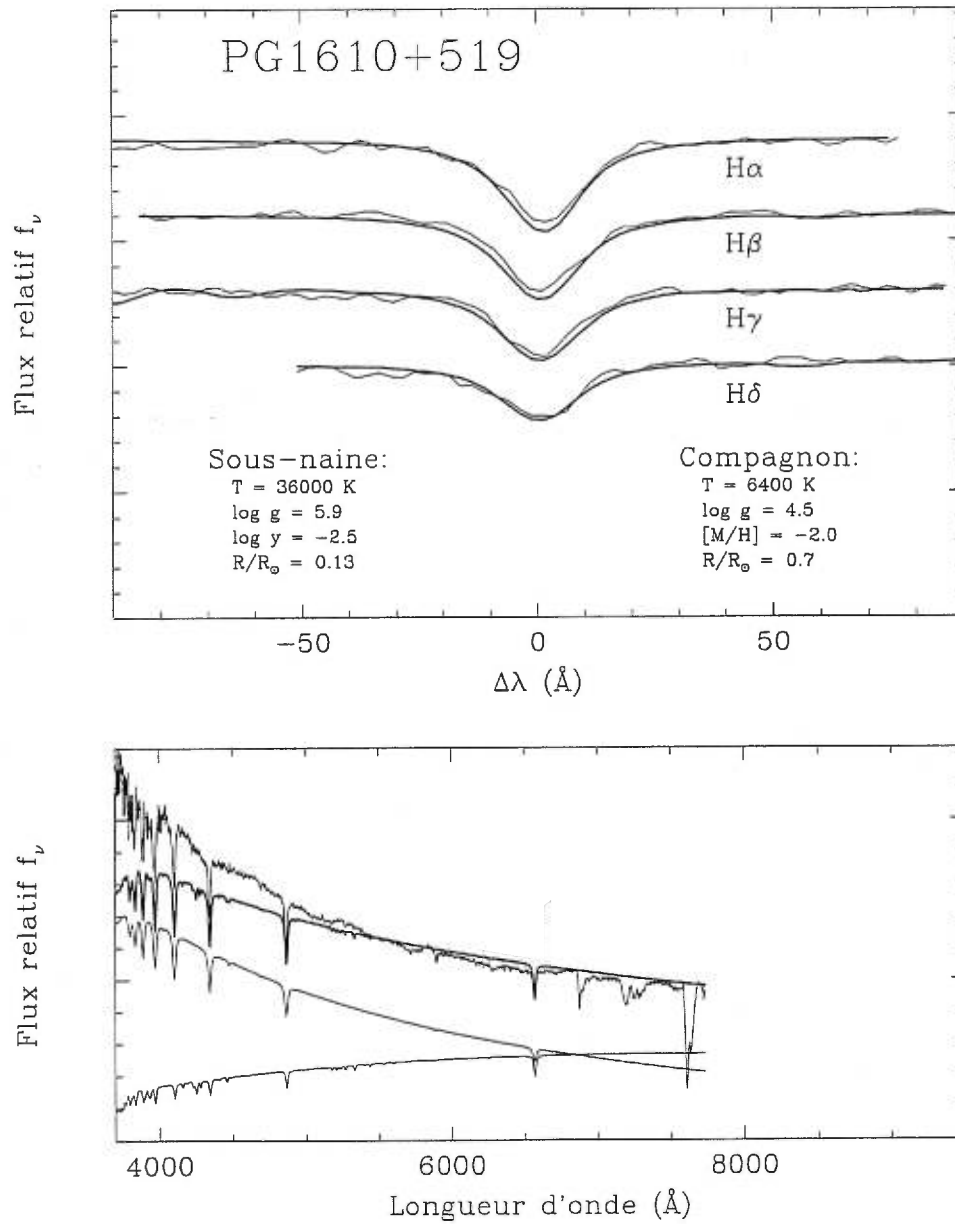


FIGURE 22. Déconvolution de PG 1610+519.

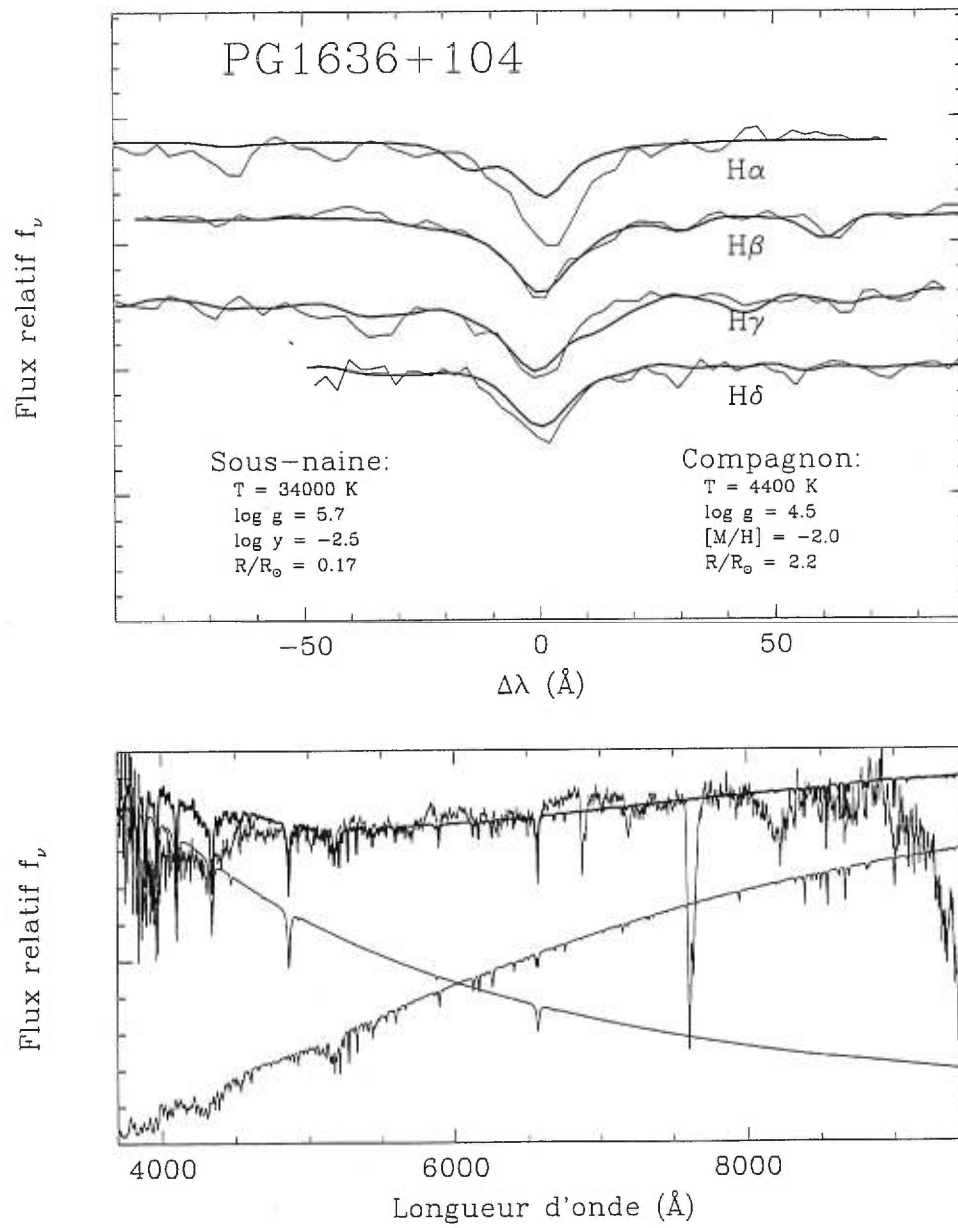


FIGURE 23. Déconvolution de PG 1636+104.

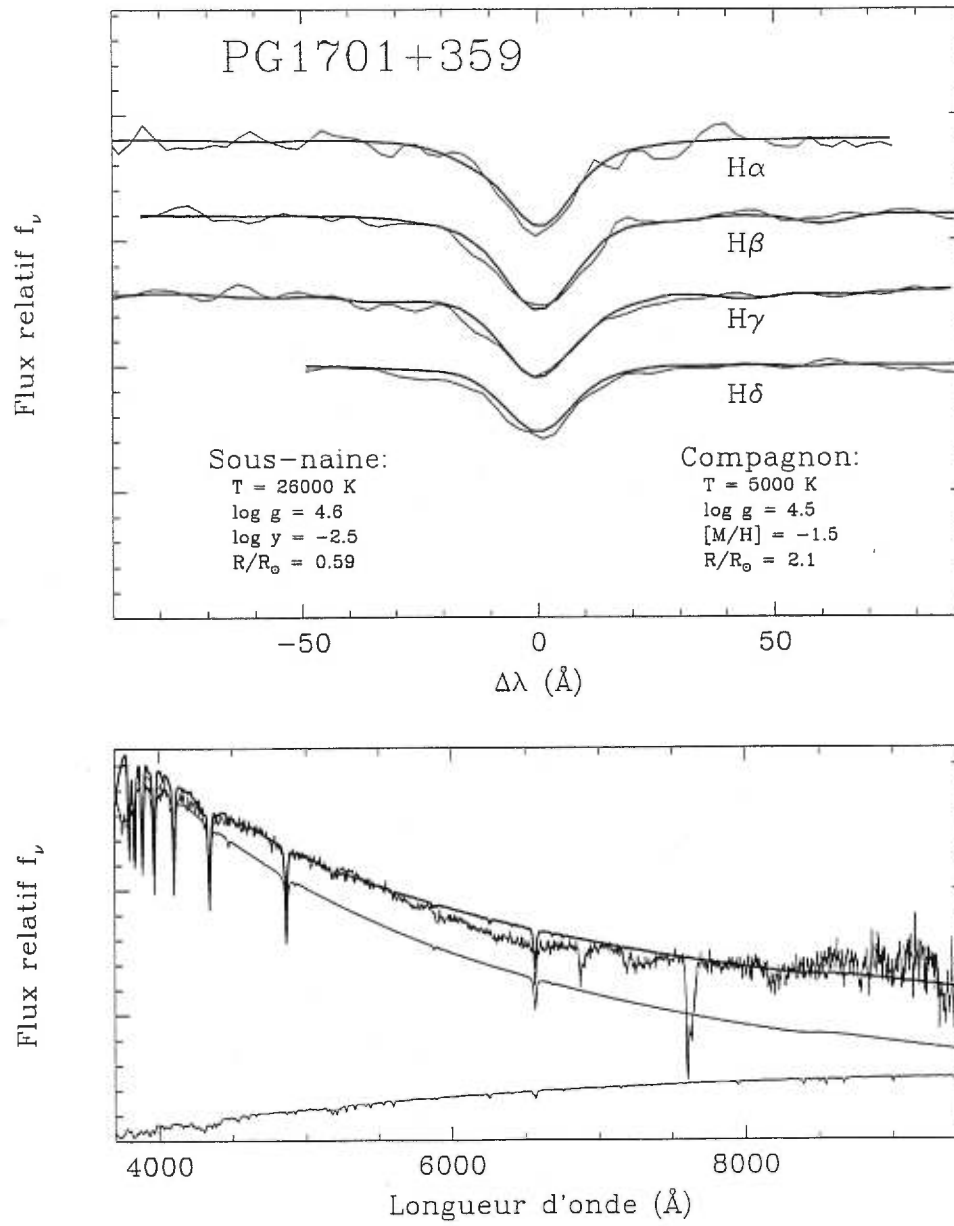


FIGURE 24. Déconvolution de PG 1701+359.

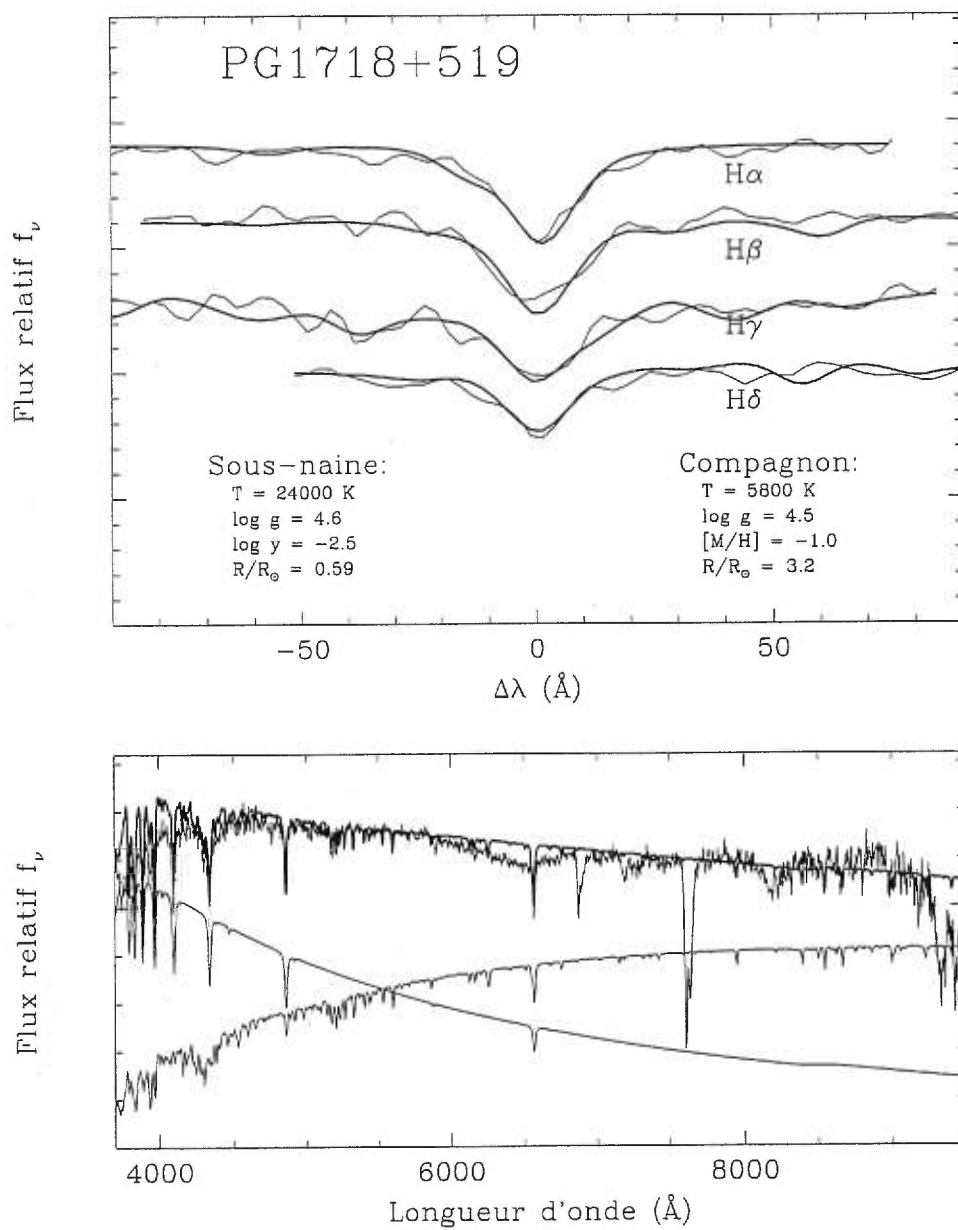


FIGURE 25. Déconvolution de PG 1718+519.

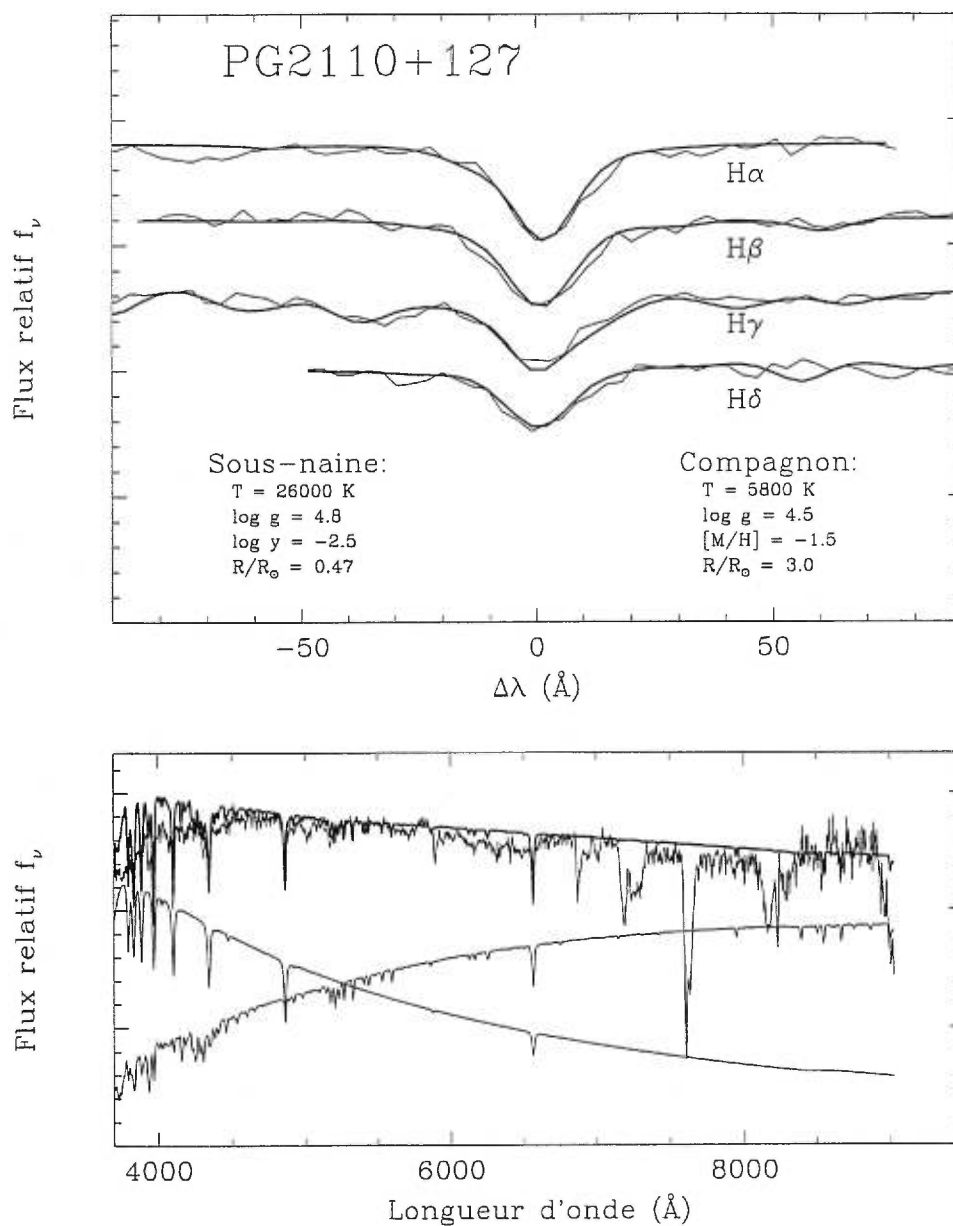


FIGURE 26. Déconvolution de PG 2110+127.

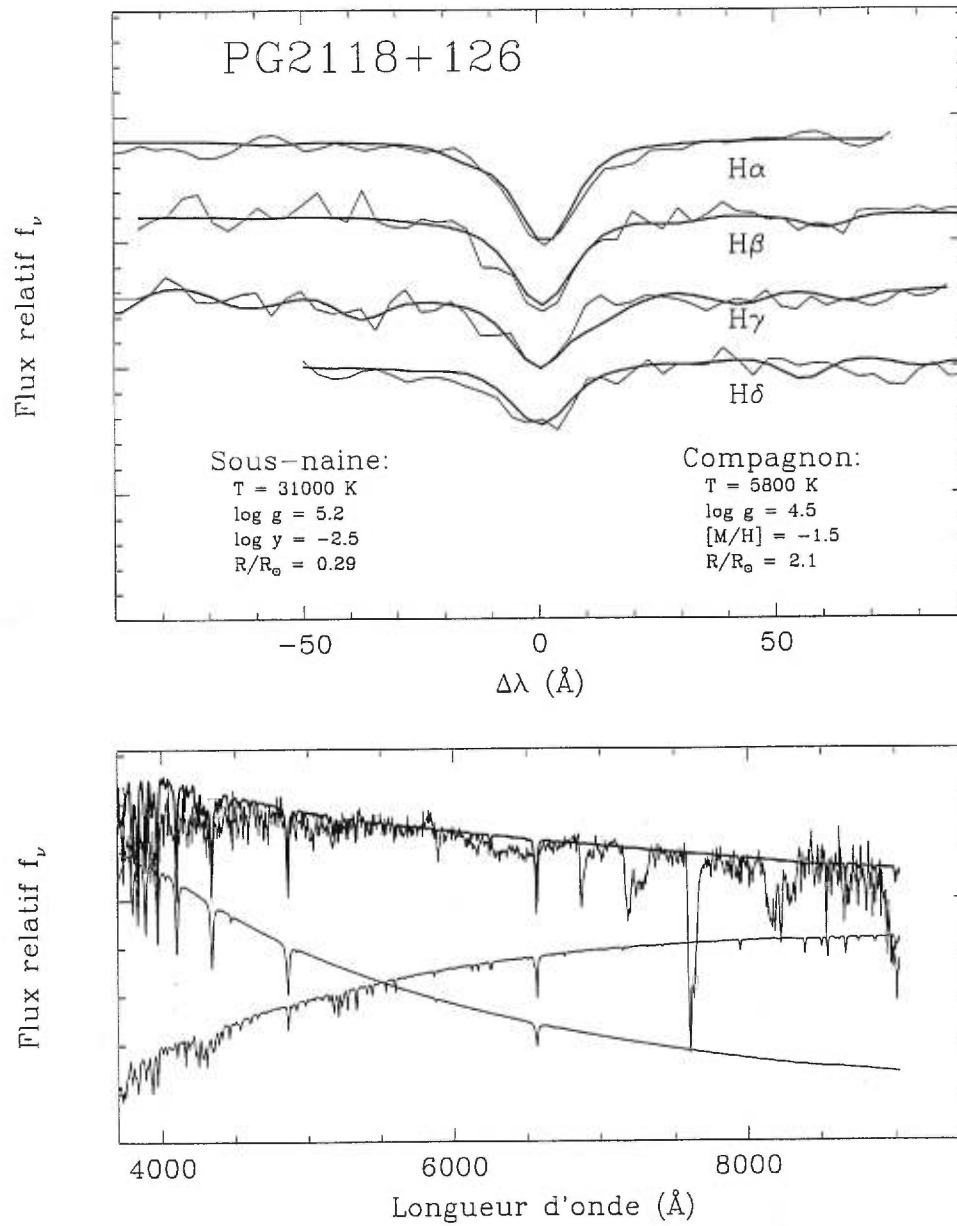


FIGURE 27. Déconvolution de PG 2118+126.

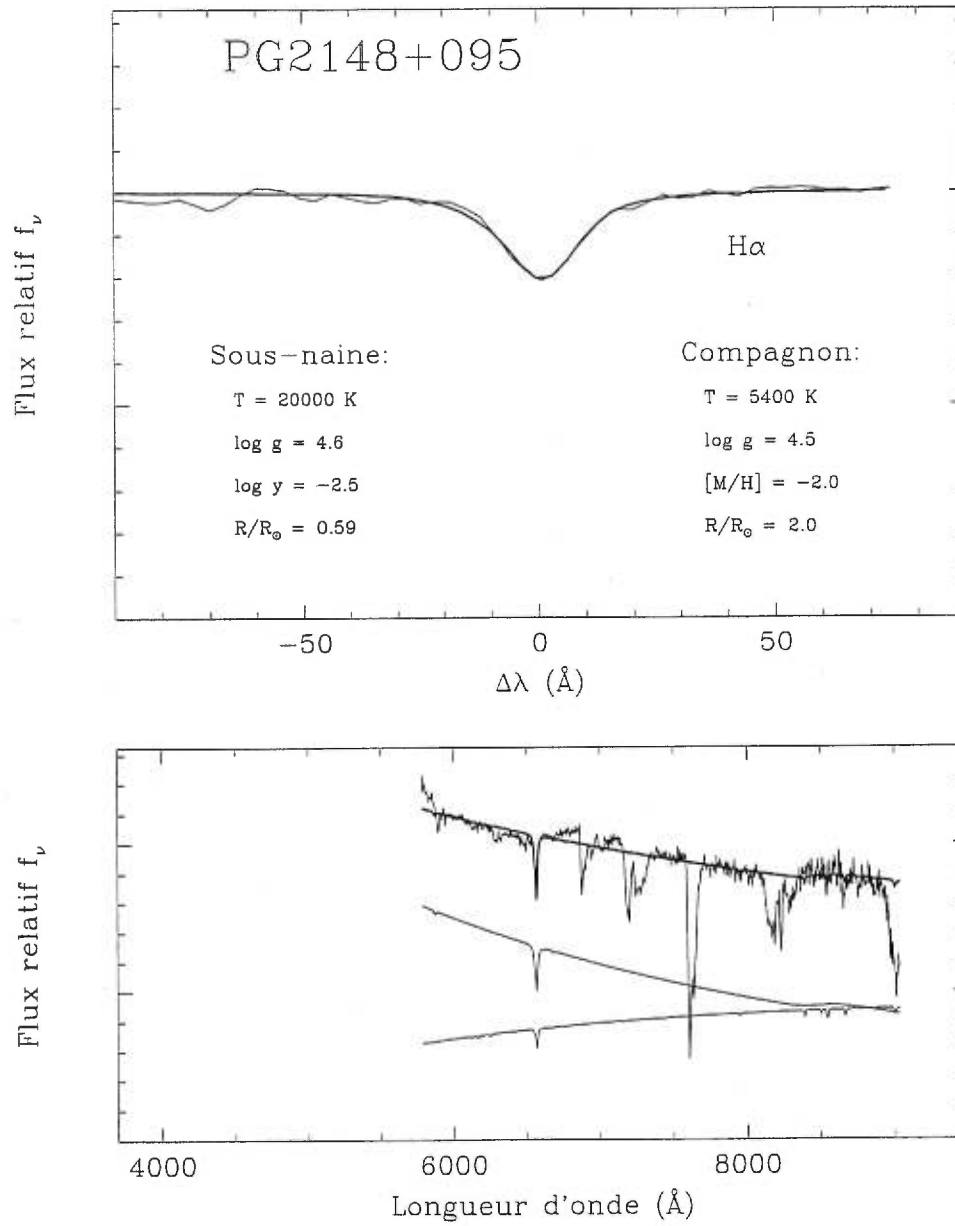


FIGURE 28. Déconvolution de PG 2148+095.

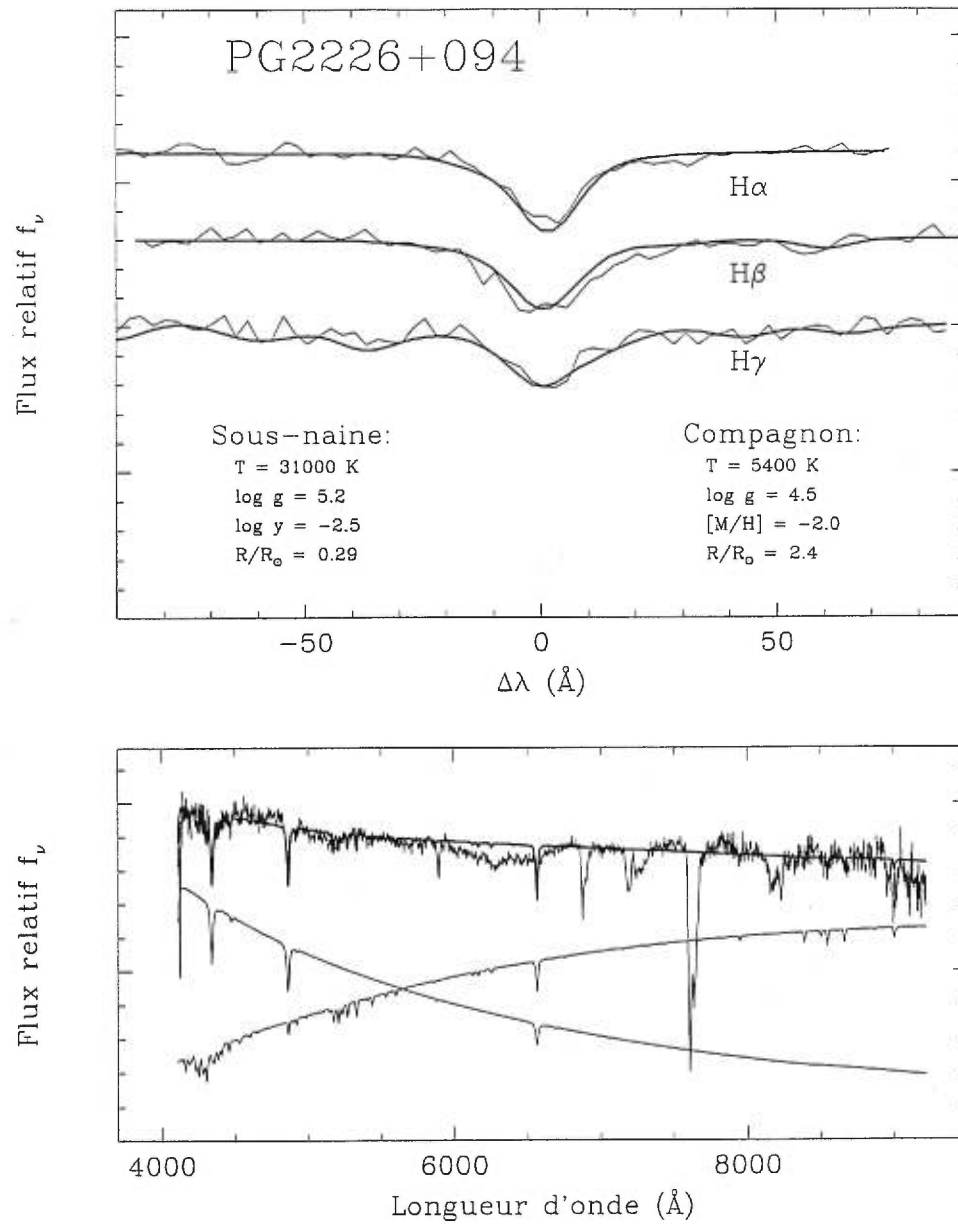


FIGURE 29. Déconvolution de PG 2226+094.

REMERCIEMENTS

Je désire remercier mes deux directeurs de recherche, François Wesemael et Robert Lamontagne, pour leur soutien et surtout leur grande disponibilité tout au long de cette entreprise. Les discussions que nous avons réussissaient toujours à guider judicieusement mes efforts et à faire germer de nouvelles idées. Merci à Robert pour m'avoir initié à l'observation astronomique et pour sa très grande patience face à mes trop nombreuses visites inquisitoires à son bureau. Merci à François pour m'avoir fait partager son bon sens et sa rigueur d'analyse toujours bien mesurée.

Merci également à mes copains et copines du département de physique pour les bons moments, en particulier à Alain pour son enthousiasme permanent.

Enfin, je dois dire que l'accomplissement de ce travail représente pour moi bien plus qu'un diplôme universitaire ; il s'agit de la réalisation d'un rêve et de la fin de ma vie d'étudiant. Je veux donc exprimer ma reconnaissance et mon amour envers mes parents qui m'ont toujours encouragé et sans qui tout cela aurait été probablement impossible. Merci à ma sœur Caroline grâce à qui la vie d'appartement loin du foyer familial fût bien plus douce.

Merci Lara, à qui je promets depuis trop longtemps la fin de ce mémoire.