



HAL
open science

Etude Spectroscopique des Noyaux Actifs de Galaxies à Spectre de Transition

Anabela Cardoso Gonçalves

► **To cite this version:**

Anabela Cardoso Gonçalves. Etude Spectroscopique des Noyaux Actifs de Galaxies à Spectre de Transition. Astrophysique [astro-ph]. Université de Provence - Aix-Marseille I, 1999. Français. NNT : . tel-00012027v1

HAL Id: tel-00012027

<https://theses.hal.science/tel-00012027v1>

Submitted on 23 Mar 2006 (v1), last revised 13 Jan 2007 (v2)

HAL is a multi-disciplinary open access archive for the deposit and dissemination of scientific research documents, whether they are published or not. The documents may come from teaching and research institutions in France or abroad, or from public or private research centers.

L'archive ouverte pluridisciplinaire **HAL**, est destinée au dépôt et à la diffusion de documents scientifiques de niveau recherche, publiés ou non, émanant des établissements d'enseignement et de recherche français ou étrangers, des laboratoires publics ou privés.

THÈSE

pour obtenir le titre de

Docteur en Sciences de l'Université de Provence

Spécialité : Rayonnement et Plasmas

présentée par

Anabela CARDOSO GONÇALVES

**ÉTUDE SPECTROSCOPIQUE
DES NOYAUX ACTIFS DE GALAXIES À
« SPECTRE DE TRANSITION »**

Thèse soumise aux rapporteurs :

M^{me} Suzy COLLIN
M^{me} Thaisa STORCHI BERGMANN

Soutenue le 27 septembre 1999, devant le jury composé de :

M ^{me} Brigitte ROCCA-VOLMERANGE	Président
M ^{me} Suzy COLLIN	Rapporteur
M. Georges COURTÈS	Examineur
M ^{me} Lise DEHARVENG	Examineur
M. Daniel KUNTH	Examineur
M. Philippe VÉRON	Directeur de thèse

Table des matières

1	Introduction générale	1
1.1	Historique	1
1.2	Motivation de ce travail	6
1.3	Structure du manuscrit	7
2	Les noyaux actifs de galaxie	9
2.1	La famille des AGNs	9
2.2	Caractéristiques observationnelles de quelques classes	10
2.2.1	Les galaxies de Seyfert et les quasars	10
2.2.2	Les radio-galaxies et les BL Lacs	11
2.2.3	Les LINERs	12
2.2.4	Autres galaxies à raies en émission	12
2.3	Le modèle standard	13
2.4	Le modèle d'unification	16
3	Les instruments	19
3.1	Le télescope de 1,93 m de l'OHP	19
3.1.1	Le télescope	19
3.1.2	Le spectrographe CARELEC	20
3.1.3	Les détecteurs	22
3.1.4	L'échantillonnage	22
	Le théorème d'échantillonnage ou théorème de Shannon	23
3.2	Le télescope de 3,60 m de l'ESO	25
3.2.1	Le télescope	25
3.2.2	Le spectrographe EFOSC	25
3.2.3	Le spectrographe B&C	25
3.2.4	Les détecteurs	26
3.3	Le télescope spatial Hubble	26
3.3.1	Le télescope	26
3.3.2	Les archives du télescope spatial	26
3.3.3	Les observations en spectroscopie	28
	Le spectrographe FOS	28
	Les détecteurs	28
	Le mode d'acquisition	29
	L'échantillonnage : les techniques de « substepping » et d'« overscanning »	29

3.3.4	Les observations en imagerie	30
	La caméra	30
	Les détecteurs	31
3.4	Le télescope de 2,60 m du BAO	31
3.4.1	Le télescope	31
3.4.2	Le spectro-imageur ByuFOSC-2	31
3.4.3	Le détecteur	32
3.5	Le télescope de Schmidt du BAO	33
4	Les observations	35
4.1	Description des observations	35
4.2	Préparation de la nuit d'observation	38
4.2.1	Choix du réseau et de la longueur d'onde centrale	38
4.2.2	Choix des objets selon leur « observabilité »	38
4.2.3	Cartes de pointage et coordonnées	39
4.2.4	Mise au point de l'instrument	39
4.3	Acquisition des données	40
4.3.1	Le biais	41
4.3.2	Le continu	41
4.3.3	Étalonnage en longueur d'onde	42
4.3.4	Étoiles standard	42
4.3.5	Galaxies « template »	43
4.3.6	Poses scientifiques	43
	Le temps de pose	44
	L'angle de position et la réfraction différentielle de la lumière par l'atmosphère	44
4.4	Dépouillement des données	45
4.4.1	Obtention du spectre brut à une dimension	45
4.4.2	Correction de l'émission du ciel nocturne	45
4.4.3	Étalonnage en longueur d'onde	45
4.4.4	Étalonnage en flux	46
4.4.5	Correction de l'absorption atmosphérique	46
4.4.6	Soustraction de la contribution stellaire du noyau	47
5	Les AGNs à « spectre de transition »	49
5.1	Les mécanismes d'émission dans les objets extra-galactiques	49
5.2	Les diagrammes de diagnostic	50
5.2.1	Diagrammes de diagnostic basés sur les raies dans le visible	50
5.2.2	Diagrammes de diagnostic dans l'ultraviolet	52
5.2.3	Diagrammes de diagnostic dans l'infrarouge	53
5.3	Les objets à « spectre de transition »	54
5.4	Ajustement des raies en émission dans le visible	58
5.5	Observations à d'autres longueurs d'onde	59
	Miscellaneous observations of active galactic nuclei II	61
	AGNs with composite spectra	71

AGNs with composite spectra II. Additional data	87
6 NGC 5252 et les LINERs	117
6.1 NGC 5252	117
6.2 Les galaxies hôtes des LINERs	119
6.3 Les mécanismes d'excitation dans les LINERs	120
6.3.1 L'émission LINER associée aux AGNs	120
6.3.2 L'émission LINER associée aux processus de « cooling flow »	121
6.3.3 L'émission LINER associée aux ULIGs	123
6.4 Les AGNs à raies larges complexes (double-peaked profiles)	123
NGC 5252 — a Liner undercover	127
7 KUG 1031+398 et la ILR	133
7.1 La région d'émission « intermédiaire » (ILR)	133
7.2 KUG 1031+398	134
The emission–line spectrum of KUG 1031+398 and the ILR	137
8 La complétude du BQS	143
8.1 La fonction de luminosité des quasars	143
8.2 Les relevés du ciel et la recherche de quasars	143
On the nature of the FBS blue stellar objects and the completeness of the Bright Quasar Survey	145
9 Conclusions et perspectives	171
9.1 Conclusions	171
9.1.1 Les objets à « spectre de transition »	171
9.1.2 NGC 5252 et les LINERs	172
9.1.3 KUG 1031+398 et la ILR	173
9.2 Perspectives	173
9.2.1 Les objets à « spectre de transition »	173
9.2.2 Les LINERs	174
9.2.3 Les NLS1s	174
Liste des articles et communications publiés	177
Table des figures	179
Liste des tableaux	181

Introduction générale

*L'univers, tel qu'il nous est dévoilé par les télescopes actuels, comporte plus de cent milliards de galaxies, pour la plupart dites « normales ». Elliptiques, spirales ou irrégulières, ces galaxies doivent leur éclat au rayonnement conjoint de quelques cent milliards d'étoiles. D'autres existent dont le bilan énergétique très élevé exige une explication autre qu'un rayonnement d'origine purement stellaire : ce sont des galaxies dites « actives ». Le fait que tout phénomène d'activité observé dans ces objets soit associé au noyau galactique a conduit à leur désignation par le terme « noyau actif de galaxie », ou AGN (de l'anglais *Active Galactic Nucleus*); c'est l'étude de ces objets qui est le sujet de ce travail. Dans ce chapitre d'introduction on suivra donc l'historique des noyaux actifs de galaxie pour mieux les placer dans le contexte actuel, ainsi que les motivations à l'origine des travaux présentés dans ce manuscrit.*

1.1 Historique

Les premières études observationnelles de noyaux actifs de galaxie datent du début du siècle avec les travaux de Fath (1909). Une des questions les plus importantes à l'époque était de savoir si les « nébuleuses spirales »¹ étaient des objets proches, de nature similaire à celle de la nébuleuse d'Orion (c'est-à-dire de simples nébuleuses gazeuses), ou si elles étaient des objets lointains, constitués d'un grand nombre d'étoiles non résolues (c'est-à-dire d'autres galaxies).

Lors d'une étude spectroscopique faite à l'Observatoire de Lick et destinée à clarifier la nature des « nébuleuses spirales » les plus brillantes, Fath remarqua que, alors que les « nébuleuses » observées présentaient habituellement des raies en absorption, l'une d'entre elles (NGC 1068) avait aussi six raies en émission (de nos jours identifiées comme étant des raies de [O II] $\lambda 3727$, [Ne III] $\lambda 3896$, $H\beta$ et [O III] $\lambda\lambda 4363, 4959, 5007$). Ces raies

1. Ce que l'on appelait « nébuleuse » à l'époque englobe, en fait, différents types d'objets (nébuleuses gazeuses, galaxies, amas globulaires); ces « nébuleuses » apparaissaient comme des objets faibles et diffus sur les plaques photographiques. L'on doit à l'astronome français Messier (1784), qui s'est intéressé à ces objets dans le cadre de sa recherche de nouvelles comètes, un catalogue contenant 103 (plus 6) « nébuleuses ». C'est Lord Rosse (1845) qui, suite à l'observation de la forme spirale de quelques unes d'entre elles, isola la classe des « nébuleuses spirales ».

étaient également observées dans les spectres des nébuleuses planétaires. Dans les années suivantes, d'autres « nébuleuses » présentant les mêmes raies en émission furent signalées. Elles figurent dans la littérature (Slipher 1917; Hubble 1926) comme étant des objets du « type nébuleuse planétaire » (c'est le cas de NGC 1068, 4051 et 4151, objets aujourd'hui classés dans la famille des AGNs).

La découverte que ces « nébuleuses spirales » sont effectivement des ensembles indépendants d'étoiles, de gaz et de poussières (comme la Voie Lactée) est attribuée à Hubble, au début des années 20. Ceci changea la perception que les astronomes d'antan avaient de l'univers, montrant notre galaxie comme une parmi tant d'autres, et constitue les débuts d'une nouvelle branche d'études en astronomie aujourd'hui appelée l'« astronomie extragalactique ».

Au fur et à mesure que de nouvelles galaxies furent découvertes, la nécessité d'un schéma de classification convenable s'imposa; il sera basé sur la caractéristique observationnelle la plus accessible : la morphologie de la galaxie. Hubble figure parmi les astronomes qui se sont consacrés aux études de classification de galaxies, ayant proposé leur séparation en trois classes principales : les galaxies irrégulières, les elliptiques et les spirales. Ce schéma de classification est basé sur plusieurs critères : l'importance du bulbe par rapport au disque, la résolution et la proéminence des bras spiraux, la présence de gaz et de poussières, de régions ionisées et d'étoiles jeunes. Ce schéma sera révisé par de Vaucouleurs qui, en 1959, introduit des types intermédiaires et des classifications plus fines; c'est ce schéma qui est à la base de la classification moderne utilisée couramment aujourd'hui.

Bien que ce schéma de classification paraisse bien adapté aux observations, traduisant les différences observées dans la plupart des galaxies, nous allons voir qu'il n'est pas le plus indiqué en ce qui concerne l'étude des noyaux actifs de galaxie. Dans les années 40, Seyfert (1943) étudia un échantillon de galaxies contenant les quelques objets présentant des raies en émission mentionnés ci-dessus. Cet échantillon n'était pas homogène en termes de morphologie : quelques galaxies avaient une forme spirale, tandis que l'une d'elles (NGC 1275) était irrégulière; cependant, toutes présentaient un noyau très brillant. Des observations spectroscopiques de la région nucléaire de ces galaxies ont dévoilé un spectre à raies d'émission larges (beaucoup plus larges que les raies d'absorption dans les galaxies « normales »), couvrant un domaine de potentiel d'ionisation considérable. Ces caractéristiques, observées dans d'autres galaxies, ont conduit postérieurement à leur regroupement dans une classe portant le nom de cet astronome : ce sont les galaxies de Seyfert.

L'identification de cette classe représente les premiers pas de la construction d'un schéma de classification pour les noyaux actifs de galaxie, un effort qui perdure jusqu'à nos jours. Il est intéressant de remarquer que les critères à l'origine de l'apparition de la classe des galaxies de Seyfert sont de nature spectroscopique avant tout; nous verrons que cela est aussi le cas pour beaucoup d'autres classes de noyaux actifs de galaxie. En effet, pour qu'un schéma de classification soit utile, il doit reposer sur des observables qui traduisent la physique de l'objet.

Les galaxies observées par Seyfert restent très peu étudiées jusqu'en 1955, lorsque deux d'entre elles (NGC 1068 et NGC 1275) furent identifiées comme des radio-sources. Bien que la majorité des noyaux actifs de galaxie n'émette pas fortement dans ce domaine, c'est grâce à la combinaison des études radio et dans le visible (et notamment à l'identification

des contre-parties visibles de quelques radio-sources avec des galaxies très lointaines) que la recherche sur les AGNs a énormément progressé dans les années 60. Ainsi, les techniques de radioastronomie se sont montrées précieuses pour révéler ces objets dans l'univers lointain, alors qu'ils pouvaient passer inaperçus dans d'autres domaines de longueur d'onde, notamment dans le visible.

Une des premières radio-sources pour lesquelles une contre-partie visible a été découverte est Cygnus A (ou 3C 405, dans le *Third Cambridge Catalogue* à 178 MHz), identifiée avec une galaxie cD faible (~ 15 mag) ayant un décalage vers le rouge de 0,057. À la suite de cette découverte, d'autres galaxies ont été associées à des radio-sources, et une nouvelle classe a été isolée : celle des radio-galaxies. Leur spectre en émission est semblable à celui des galaxies de Seyfert.

Parmi les premières radio-sources identifiées, il y avait aussi une petite fraction d'objets qui ne montraient pas trace d'une galaxie ou nébuleuse sur les plaques photographiques, ayant plutôt une apparence stellaire, « ponctuelle ».

En 1963, Matthews et Sandage progressent avec l'identification dans le visible de la radio-source 3C 48 avec ce qui apparaissait comme une étoile bleue de 16^{ème} magnitude sur les plaques photographiques du Mont Palomar. Cette « étoile » avait, néanmoins, quelques particularités : ses couleurs, mesurées avec différents filtres (UBV), étaient assez étranges; de plus, au lieu d'un spectre avec des raies en absorption, elle avait des raies larges en émission, non identifiées.

D'autres objets du même type ont été repérés (3C 273, par exemple); on proposa des théories pour l'interprétation de ces « radio-sources d'apparence stellaire » comme étant des naines blanches aux abondances particulières, par exemple, mais aucune de ces théories n'a résisté aux observations. C'est grâce aux travaux de Schmidt (1963) et à l'identification de quelques raies nébulaires dans 3C 273 avec des raies d'oxygène et hydrogène fortement décalées vers le rouge (~ 16 %), que les premiers progrès ont été faits. Par la suite, Greenstein & Mathews (1963) ont pu identifier les raies en émission dans la source 3C 48, obtenant un décalage vers le rouge de 0,367, valeur la plus élevée connue à l'époque.

Si ce décalage vers le rouge était correct, et si ces objets suivaient la loi de Hubble, cela signifiait qu'ils étaient à de très grandes distances; or, par exemple, 3C 273 apparaissait sur les plaques photographiques comme une étoile de 13^{ème} magnitude, impliquant que cette source avait une luminosité intrinsèque très élevée, environ 50 fois celle des galaxies les plus brillantes ($L \sim 10^{11} L_{\odot}$). Les difficultés concernant les processus physiques pouvant produire de telles caractéristiques ont conduit à une hypothèse, proposée par Arp (1967), où l'origine du décalage vers le rouge observé dans ces objets était mise en question. Selon Arp, ce décalage ne serait pas dû à l'effet Doppler, mais d'origine gravitationnelle. De nombreux arguments sont plutôt favorables à une origine cosmologique du décalage.

Dans ce qui suit, on acceptera cette hypothèse pour l'origine du décalage vers le rouge observé dans les noyaux actifs de galaxie; la cosmologie adoptée dans ce manuscrit est décrite par $H_0 = 50 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ et $q_0 = 1/2$.

De nombreuses autres radio-sources ponctuelles, affichant de grands décalages vers le rouge, ont été découvertes par la suite. Leurs contre-parties visibles étaient facilement identifiables par leur apparence stellaire sur les plaques photographiques, leur extrême luminosité dans le visible ($M_V < -23$) et la présence de raies en émission, parfois avec des largeurs à mi-hauteur de l'ordre de quelques milliers de kilomètres par seconde. Ces objets,

que l'on appelle quasars ou QSRs², ont été expliqués comme étant des AGNs si lumineux et si éloignés que leur galaxie-hôte (c'est-à-dire la galaxie qui abrite le quasar) ne pouvait pas être détectée sur les plaques photographiques; seul le noyau, très brillant et compact, y était visible, d'où l'apparence ponctuelle de ces objets. À présent, et grâce à des détecteurs comme les CCDs³, beaucoup plus performants que les plaques photographiques, le noyau d'apparence quasi-stellaire, très intense, peut être soustrait avec une bonne précision en dévoilant la galaxie-hôte des quasars les plus proches (Véron-Cetty & Woltjer 1990).

Outre les programmes de recherche menés dans le domaine des longueurs d'onde radio, les années 60 ont vu le développement de nombreuses méthodes pour mettre en évidence des AGNs dans le visible. Ces méthodes étaient basées sur quelques unes des caractéristiques déjà connues des QSRs, notamment leur aspect stellaire sur les plaques photographiques (Zwicky 1966) ou un excès d'émission dans l'ultraviolet (Sandage & Véron 1965; Markarian 1967; Pesch & Sanduleak 1986). Ces études ont été à l'origine d'un certain nombre de catalogues (ceux de Markarian et de Zwicky sont des exemples).

Parmi les objets sélectionnés par leur excès d'UV, certains présentaient un spectre avec des raies en émission larges, une luminosité dans le visible très similaire à celle des QSRs, mais sans aucune radio-source associée. Il s'agissait d'une nouvelle classe d'objets, celle des QSOs. Par ailleurs, le relevé du ciel établi par Markarian et ses collaborateurs (1989), a dévoilé un grand nombre de nouveaux noyaux actifs de galaxie, en particulier des galaxies de Seyfert.

Un fait observationnel a permis de faire le rapprochement entre les galaxies de Seyfert et les quasars : tout d'abord, on a découvert que la luminosité dans le visible de ces derniers variait sur de petites échelles de temps (Matthews & Sandage 1963), ce qui signifie que la région active est petite et compacte. La détection de ce type de variations dans le noyau des galaxies de Seyfert de type 1 (Pacholczyk & Weymann 1968) a abouti à l'idée que l'« activité » dans les Seyferts est, elle aussi, limitée à une région très compacte.

Ce n'est que dans les années 70 que l'on a proposé que les mêmes phénomènes, caractérisés par une émission nucléaire intense directement liée à la présence de raies en émission larges, pourraient être à l'origine de tous les noyaux actifs de galaxie (Weedman 1976). La nature et l'origine de cette émission nucléaire seront traitées dans le Chapitre 2.

Des objets avec des raies en émission intenses, mais très étroites et similaires à celles observées dans les spectres des régions H II galactiques de haute excitation, ont aussi été sélectionnés par les méthodes de recherche de sources extra-galactiques mentionnées ci-dessus. En vérité, ces objets ne sont pas des galaxies actives; néanmoins, leurs noyaux montrent des caractéristiques similaires à quelques AGNs, étant classés par Weedman & Khachikian (1969) dans un groupe à part. Les galaxies dont le spectre nucléaire ressemble à celui d'une région H II géante ont été nommées « galaxies à flambée d'étoiles » ou, en anglais, « *starburst galaxies* ».

Avec l'amélioration de la qualité des observations due à l'introduction de détecteurs

2. Dans ce manuscrit, nous avons opté pour la notation « QSR » pour les objets quasi-stellaires avec émission radio intense (*quasi-stellar radio-sources* ou *radio-loud quasars*); la notation « QSO » est réservée aux objets quasi-stellaires à faible émission radio (*radio-quiet quasars*). Le terme « quasar », résultat de la contraction de la désignation originale « *quasi-stellar radio-source* », est utilisé pour nommer aussi bien les sources radio-émissives (les QSRs) que les autres (les QSOs), et sera employé quand les caractéristiques radio n'ont pas d'importance dans la discussion.

3. Le terme CCD vient de l'anglais « *Charged Coupled Device* », ou caméra à transfert de charge.

plus performants, comme les CCDs, d'autres galaxies montrant des raies en émission nucléaires furent découvertes. Les raies observées dans la région nucléaire de ces objets étaient de plus faible excitation que celles des Seyferts, mais de plus haute excitation et plus larges que les raies des régions H II nucléaires; ces objets ont été rassemblés par Heckman (1980) dans une classe dont le nom traduit les caractéristiques mentionnées ci-dessus : ce sont les LINERs (de l'anglais *Low Ionisation Nuclear Emission Regions*, ou régions nucléaires en émission de faible ionisation).

Comme nous l'avons vu pour les galaxies de Seyfert, les critères à la base du classement des LINERs sont, eux aussi, d'origine spectroscopique. Une sous-classe de LINERs a été suggérée par Filippenko & Terlevich (1992), basée sur la faible intensité de la raie de [O I] $\lambda 6300$; l'émission dans les LINERs à faible [O I] peut être expliquée par de l'ionisation d'origine stellaire, ce qui implique qu'ils ne seraient pas de vrais noyaux actifs de galaxie. La nature de l'émission dans les LINERs reste un sujet assez controversé, car elle peut être reproduite par des mécanismes d'excitation assez différents : photo-ionisation par des étoiles chaudes, photo-ionisation par un continu d'origine non-stellaire, ou excitation par des chocs.

Après les études menées dans les domaines radio et visible, des relevés du ciel effectués dans d'autres longueurs d'onde montrent que les noyaux actifs de galaxie émettent sur tout le spectre électromagnétique, depuis les ondes radio jusqu'aux rayons γ ; des études de variabilité, spectropolarimétrie, etc., dévoilent d'autres caractéristiques remarquables. Au fur et à mesure que plus de données sont disponibles, et que plus de noyaux actifs de galaxie sont connus, il devient clair que l'on a affaire à des objets tout à fait extraordinaires : ce sont des sources compactes (moins d'un parsec de diamètre) montrant, pour les plus brillantes d'entre elles, un débit d'énergie plus grand que n'importe quelle autre source dans l'univers (jusqu'à 10^{48} erg s⁻¹). Ces objets montrent des variations de flux (continu et raies) rapides, et un continu d'origine non stellaire qui s'étale sur tout le spectre électromagnétique.

Étant données ces caractéristiques, il n'est pas surprenant que le processus de classification des noyaux actifs de galaxie se soit avéré beaucoup plus compliqué que ce qu'il n'avait été pour les galaxies dites « normales ». Outre le fait qu'il existe des galaxies actives de toutes les morphologies ou même des objets dont le rayonnement du noyau, très intense, ne nous permet pas d'apercevoir la galaxie-hôte, les astronomes disposaient de très peu de données sur ces nouveaux objets, les observations ne couvrant qu'une toute petite partie du spectre — celle de la lumière visible. Or, nous l'avons vu, les galaxies actives sont prodigues d'information dans tous les domaines de longueurs d'onde : radio, millimétrique, infrarouge lointain et proche, visible, ultraviolet, rayons X et même rayons γ . Nous pouvons donc imaginer les difficultés qui se sont présentées aux premiers astronomes qui ont essayé d'entreprendre une classification des noyaux actifs de galaxie et qui disposaient de si peu de données. Il n'est pas surprenant que ce classement ait parfois été basé sur des critères purement arbitraires, ou fruit de circonstances historiques, plus que d'arguments physiques; des critères de détection, aussi bien que quelques caractéristiques spectrales, de polarisation et de variabilité, sont à l'origine de l'apparition de tant de classes dans la famille des AGNs.

1.2 Motivation de ce travail

Mais est-ce que toutes ces classes ont des raisons d'exister? Cette question est la motivation de la recherche du modèle d'unification pour les AGNs selon lequel, par des effets d'orientation par rapport à l'observateur, un même type d'objet apparaîtrait différemment à ses yeux, pouvant être classé dans des groupes d'objets distincts; c'est aussi la question à la base des études présentées dans ce manuscrit.

L'unification de quelques classes d'AGNs, si différentes en apparence, mais pourtant si similaires en nature, est un pas essentiel dans la compréhension des paramètres physiques qui leur sont associés. De même, il est important de surveiller les classes dont les objets partagent des caractéristiques similaires en surface, mais peuvent être très différentes au niveau physique. Avec cette étude, nous espérons contribuer à la simplification du présent schéma de classification. En particulier, nos études ont été consacrées à clarifier la nature de quelques objets d'apparence ambiguë, appelés dans la littérature objets à « spectre de transition ». Ces objets montrent des rapports de raies (critère utilisé pour leur classification spectroscopique grâce à des diagrammes de diagnostic⁴) qui ne permettent leur inclusion dans aucune des classes de galaxies à raies en émission « classiques » : galaxies de Seyfert, LINERs ou régions H II.

Dans le but de clarifier la nature des objets à « spectre de transition », nous avons effectué des observations spectroscopiques dans le visible d'un grand nombre d'entre eux. La plupart de ces observations ont utilisé le spectrographe CARELEC monté au foyer Cassegrain du télescope de 1,93 m de l'Observatoire de Haute-Provence; d'autres ont été obtenues avec le télescope de 3,60 m de l'*European Southern Observatory* (ESO), ou encore avec le télescope spatial Hubble. Ce sont les résultats de ces travaux, menés dans le cadre d'une thèse de doctorat en Astronomie, qui constituent l'essentiel de ce manuscrit.

Les résultats obtenus pour les objets à « spectre de transition », et plus particulièrement pour la galaxie NGC 5252, nous ont amenés à nous intéresser aux LINERs. Les LINERs constituent une classe d'objets très mal connue : de vrais noyaux actifs de galaxie ou des galaxies à raies en émission dont l'énergie peut ne pas être due à un moteur central, mais entièrement d'origine stellaire? le débat est toujours ouvert.

Toujours dans le cadre de nos travaux sur les objets à « spectre de transition », nous nous sommes intéressés à la galaxie KUG 1031+398, pour laquelle Mason et al. (1996) ont signalé la présence d'une région d'émission intermédiaire entre la BLR (*Broad Line Region*) et la NLR (*Narrow Line Region*); cette région est appelée ILR (*Intermediate Line Region*).

KUG 1031+398 a été classée comme une galaxie de Seyfert de type 1 à raies étroites, ou NLS1 (de l'anglais *Narrow Line Seyfert 1*). Ces galaxies ont un spectre dans le visible similaire à celui d'une galaxie de Seyfert de type 1 dont les raies larges de la série de Balmer sont relativement étroites, c'est-à-dire ont une largeur à mi-hauteur (LMH) inférieure à $2\,000\text{ km s}^{-1}$ (Osterbrock 1987). L'étude de ces objets est assez compliquée, car leur spectre est très souvent contaminé par du fer en émission (mélanges de raies non séparées de Fe II). Dans le but de construire un atlas spectrophotométrique de cette classe de galaxies, nous avons sélectionné un échantillon de 88 objets, dont environ 60 ont déjà été observés. Nous ne discuterons pas des NLS1s dans les pages qui suivent, car les travaux qui leur sont

4. La méthode de classification des galaxies à raies en émission basée sur des diagrammes de diagnostic est décrite dans le Chapitre 5.

associés sortent du cadre des études présentées dans le manuscrit. Une telle étude sera présentée ultérieurement.

1.3 Structure du manuscrit

La structure de ce manuscrit est telle que le lecteur est tout d'abord convié à une brève introduction aux noyaux actifs de galaxie. Dans le Chapitre 2, nous verrons donc ce que nous appelons un noyau actif de galaxie, et quelles sont les caractéristiques à la base du classement réunissant l'accord général; le modèle standard, accepté pour l'explication des phénomènes observés dans les AGNs, aussi bien que quelques considérations sur le modèle d'unification, seront aussi abordés dans ce chapitre.

Le Chapitre 3 porte sur l'instrumentation (spectrographes, caméras, détecteurs, etc.) utilisée pour l'acquisition des données présentées dans le cadre de cette thèse.

Dans le Chapitre 4, on discutera de la préparation des observations réalisées avec le télescope de 1,93 m de l'Observatoire de Haute-Provence, où ont été acquises la plupart des données; on y parlera aussi des étapes d'acquisition et de traitement des données, en particulier des méthodes employées pour corriger les effets de l'absorption atmosphérique et pour enlever la contribution stellaire dans les spectres des noyaux actifs de galaxie.

Le Chapitre 5 décrit la classification des AGNs basée sur des observations spectroscopiques dans le visible; on y présente quelques diagrammes de diagnostic utilisés pour classer les galaxies à raies en émission selon le mécanisme d'excitation dominant et la méthode employée pour la modélisation des profils des raies en émission utilisées pour les diagrammes de diagnostic. La classification de 37 galaxies à raies en émission, pour lesquelles aucun type n'était donné, ni aucun spectre publié, est présentée à titre d'exemple d'application de cette procédure. Une fois la valeur de la méthode démontrée sur des galaxies actives à spectre « conventionnel », nous nous intéresserons à la classification des objets à « spectre de transition ». On présentera une étude menée sur 61 objets et on démontrera qu'ils rentrent dans un schéma de classification simple.

En plus de l'étude menée sur ces 61 galaxies et présentée dans le Chapitre 5, deux objets à « spectre de transition » assez intéressants ont été étudiés séparément : il s'agit de NGC 5252 et de KUG 1031+398.

Nos travaux sur NGC 5252 ont utilisé des observations effectuées avec le télescope spatial Hubble et au sol, avec le télescope de 1,93 m de l'Observatoire de Haute-Provence; ils ont dévoilé la présence simultanée dans cet objet, d'un LINER et d'un noyau de type Seyfert. Nous présentons cette étude dans le Chapitre 6.

Nos travaux réalisés sur la galaxie KUG 1031+398, une NLS1, sont présentés dans le Chapitre 7; ils ont démontré l'existence d'objets dont le spectre peut être « composite » de façon assez complexe. En revanche, les résultats de nos travaux ne confirment pas l'hypothèse avancée par Mason et al. (1996) en ce qui concerne la présence d'une ILR dans cet objet. L'existence d'une telle région d'émission reste donc à prouver.

Les travaux présentés tout au long du manuscrit, et en particulier les résultats obtenus pour l'échantillon d'objets à « spectre de transition », pour la galaxie NGC 5252 et pour KUG 1031+398, ont conduit aux conclusions présentées dans le Chapitre 9. Quelques perspectives sur les travaux de recherche à poursuivre dans ces domaines y sont également présentées. Ces travaux seront poursuivis à Garching à partir du premier novembre 1999, dans le cadre d'un *fellowship* ESO.

Références

- Arp H., 1967, ApJ 148, 321
- de Vaucouleurs, G. H., 1959, Handb. Phys. 53, 275
- Fath E. A., 1909, Lick Obs. Bull. 149, 71
- Filippenko A. V., Terlevich R., 1992, ApJ 397, L79
- Greenstein J. L. & Matthews T. A., 1963, Nat. 197, 1041
- Heckman T. M., 1980, A&A 87, 152
- Hubble E. P., 1926, ApJ 64, 321
- Markarian B. E., 1967, Astrophysics 3, 24
- Markarian B. E., Lipovetsky V. A., Stepanian J. A., Erastova L. K., Shapovalova A. I., 1989, Commun. Special Astrophys. Obs. 62, 5
- Matthews T. A. & Sandage A. R., 1963, ApJ 138, 30
- Mason K. O., Puchnarewicz E. M., Jones L. R., 1996, MNRAS 283, L26
- Messier C., 1784, *La connaissance des temps pour 1787*
- Osterbrock D. E., 1987, Lecture Notes in Physics 307, 1
- Pacholczyk A. G. & Weymann R. J., 1968, AJ 73, 870
- Pesch P. & Sanduleak N., 1986, ApJS 60, 543
- Sandage A. & Véron P., 1965, ApJ 142, 412
- Schmidt M., 1963, Nat. 197, 1040
- Seyfert C. K., 1943, ApJ 97, 28
- Slipher V. M., 1917, Lowell Obs. Bull. 3, 59
- Véron-Cetty M.-P., Woltjer L., 1990, A&A 236, 69
- Weedman D. W., 1976, ApJ 208, 30
- Weedman D. W. & Khachikian E. Y., 1969, Astrofizika 5, 113
- Zwicky F., 1966, ApJ 143, 192

Les noyaux actifs de galaxie

Dans ce chapitre, nous présentons quelques classes d'AGN intéressantes pour la suite de la discussion. Notre description de ces classes n'est pas exhaustive; elle concerne principalement leurs caractéristiques spectroscopiques dans le domaine du visible, région spectrale où ont été réalisées nos observations. Il ne s'agit donc pas ici de donner une liste complète de leurs propriétés, mais de fournir au lecteur une vision générale de ces classes et des critères ayant servi à leur définition.

L'étude observationnelle des AGNs a permis de dégager les grandes lignes d'un modèle permettant d'expliquer les phénomènes observés et de prévoir de nouvelles propriétés vérifiables expérimentalement. Ce modèle standard, couramment accepté pour l'explication des phénomènes observés dans les galaxies actives, est brièvement décrit dans ce chapitre. Le modèle d'unification y est également présenté; selon ce dernier, un même type d'objets apparaît différemment aux yeux d'un observateur pour différents angles d'observation.

2.1 La famille des AGNs

On appelle AGNs les galaxies dans le noyau desquelles on observe des phénomènes qui ne peuvent s'expliquer par l'action des étoiles.

Les noyaux actifs de galaxie apparaissent sous des formes multiples : Seyfert 1s et 2s, LINERs, radio-galaxies (FRI et FR II), quasars (QSOs et QSRs), objets du type BL Lacertae, etc. Le fait de rassembler ces objets dans une même catégorie, celle des noyaux actifs, résulte de notre perception du fait qu'ils semblent représenter diverses manifestations des mêmes mécanismes physiques. En particulier, on a pu montrer que tous ces objets, aux apparences si variées, appartiennent en fait à un petit nombre de classes et ne diffèrent entre eux que par l'angle sous lequel on les observe; cette idée est à l'origine du modèle d'unification. Mais avant d'y arriver il a fallu, dans une première étape, placer les objets montrant des caractéristiques particulières dans différentes classes; ceci a été le point de départ de la recherche d'une description logique des phénomènes qui leur sont associés et de la compréhension de leur origine.

La construction d'un schéma de classification n'est pas une affaire aisée, surtout quand on considère l'immense famille des AGNs. La plupart des critères qui permettent de

séparer les diverses classes est purement arbitraire, ou fruit de circonstances historiques plus que d'arguments physiques. Néanmoins, ce sont ces critères qui ont été à l'origine du classement en vigueur et il serait utile, pour la suite de la présentation de ces travaux, de les aborder ici.

Plusieurs articles de revue ont été publiés récemment et peuvent être consultés pour une introduction plus exhaustive aux AGNs : les régions d'émission de raies dans les AGNs ont été traitées par Osterbrock & Mathews (1986); le modèle d'unification par Lawrence (1987), Antonucci (1993) et Urry & Padovani (1995); le continu dans les AGNs par Bregman (1990) et leur variabilité par plusieurs auteurs (Wagner & Witzel 1995; Wallinder et al. 1992; Ulrich et al. 1997). À titre informatif, on peut compléter cette liste en donnant quelques références additionnelles, moins en relation avec nos travaux; ainsi, les objets du type BL Lac ont fait l'objet d'une revue par Kollgaard (1994), les jets dans les sources radio extra-galactiques par Zensus (1997) et les trous noirs dans les AGNs par Kormendy & Richstone (1995); les phénomènes de polarisation dans les sources radio extra-galactiques ont été étudiés par Saikia & Salter (1988) et les propriétés des AGNs dans le domaine X par Mushotzky et al. (1993).

2.2 Caractéristiques observationnelles de quelques classes

Spectroscopiquement, le noyau d'une galaxie « normale » présente des raies en absorption. Les galaxies spirales étant les plus riches en gaz, leur spectre présente également assez souvent des raies en émission fines et intenses, résultant de l'ionisation des nuages de gaz interstellaire par des étoiles jeunes; les galaxies elliptiques en revanche, étant pauvres en gaz, quand elles présentent des raies en émission, celles-ci sont faibles.

En ce qui concerne le spectre des noyaux actifs de galaxie, il contient des raies en émission intenses (à l'exception des objets du type BL Lac, décrits ci-dessous) et, pour la série de Balmer, souvent larges; leur spectre montre aussi un continu d'origine non-stellaire (émission synchrotron ou émission Compton inverse). Ce continu est particulièrement observable dans l'ultraviolet.

2.2.1 Les galaxies de Seyfert et les quasars

Les galaxies de Seyfert sont situées, en général, dans les galaxies spirales, les Seyfert 1s ayant un noyau compact.

La division entre Seyfert 1 et 2, due à Khachikian & Weedman (1974), est faite en termes de la largeur des raies permises (les raies de la série de Balmer, $H\alpha$ $\lambda 6563$, $H\beta$ $\lambda 4861$, etc., ainsi que les raies d'hélium, $He I$ $\lambda 5876$, $He II$ $\lambda 4686$, etc.). Les Seyferts de type 1 ont un spectre dominé par des raies permises larges ($LMH \sim 10^3-10^4$ km s⁻¹). Parmi les raies étroites (LMH de l'ordre de quelques centaines de km s⁻¹), il y a des raies permises et interdites, celles-ci couvrant un large domaine d'excitation ($[O III]$ $\lambda\lambda 4363, 4959, 5007$; $[O I]$ $\lambda\lambda 6300, 6364$; $[N II]$ $\lambda\lambda 6548, 6583$; $[S II]$ $\lambda\lambda 6717, 6731$). Dans les Seyfert 2s, les raies permises et interdites ont sensiblement la même largeur à mi-hauteur que les raies étroites des Seyfert 1s.

Les noyaux des galaxies de Seyfert de type 1 sont des objets similaires aux QSOs, mais plus faibles dans le visible : $M_V > -23$ (Schmidt & Green 1983).

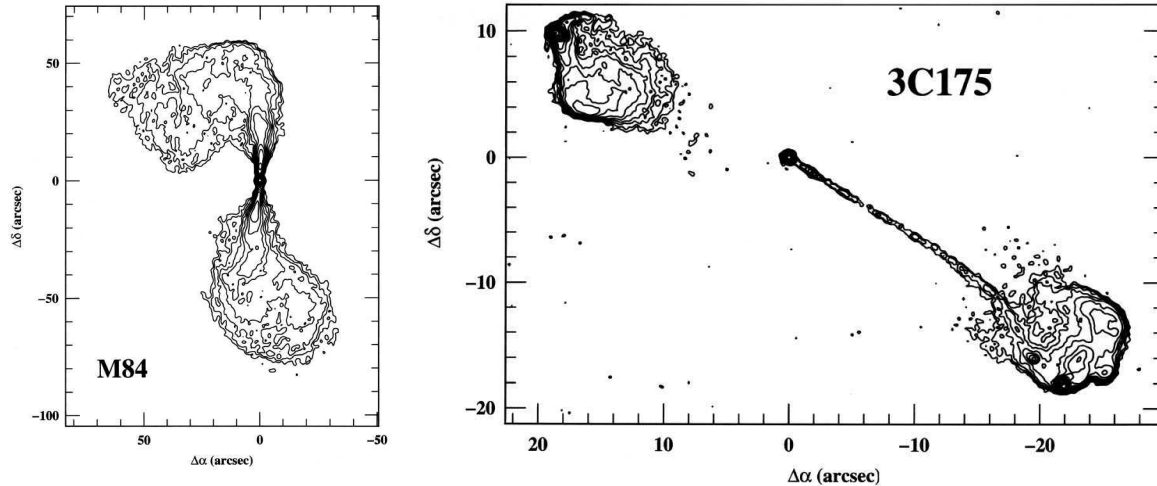


FIG. 2.1: Cartes radio obtenues avec le VLA à 4,9 GHz pour deux radio-galaxies à morphologies du type FRI (M84, panneau de gauche, d’après Laing & Bridle 1987) et FR II (3C175, panneau de droite, d’après Bridle et al. 1994).

Les quasars sont des objets brillants, similaires aux noyaux du type Seyfert 1; la luminosité de ces objets est telle que leur galaxie-hôte est difficile à détecter. Les galaxies de Seyfert et les quasars peuvent être radio-émissifs ou radio-faibles¹.

En plus des raies en émission, le noyau de la plupart des galaxies actives contient une population d’étoiles âgées, avec des raies de la série de Balmer en absorption intenses; les spectres de cette population stellaire se ressemblent, indépendamment de la classe de la galaxie (Bica 1988). Ces raies en absorption sont en général très faibles, car l’émission stellaire est diluée par le continu d’origine non-stellaire. Cependant, il est parfois très difficile d’isoler le continu stellaire de celui du noyau actif, spécialement dans le cas des AGNs peu lumineux (c’est le cas de quelques Seyfert 2s ou des LINERs, décrits ci-dessous). Ceci est à prendre en considération lors du dépouillement des données, car la mesure de l’intensité des raies en émission peut être faussée par la présence de raies en absorption sous-jacentes.

2.2.2 Les radio-galaxies et les BL Lacs

Les radio-galaxies sont des objets radio-émissifs pour lesquels une galaxie-hôte est nettement détectée, généralement une elliptique géante (les objets radio-émissifs sont toujours abrités par des galaxies elliptiques); elles sont en général constituées d’un noyau entouré de deux lobes émissifs. Une sous-division de cette classe a été proposée en 1974 par Fanaroff & Riley, qui ont introduit une séparation selon la morphologie radio des sources : les sources Fanaroff-Riley de type 1 (FRI) ont une luminosité qui décroît lorsque l’on s’éloigne du noyau, tandis que les sources de type 2 (FR II) sont plus brillantes à leurs pourtours (Fig. 2.1). Cette division, en termes de morphologie, est accompagnée d’une

1. La division des noyaux actifs basée sur la luminosité radio a été proposée par Visnovsky et al. (1992); les objets radio-émissifs sont ceux dont la puissance à 5 GHz est supérieure à $10^{24,2} \text{ W Hz}^{-1}$.

séparation des puissances radio, c'est-à-dire que les radio-sources les plus puissantes ont des morphologies de type FR II et inversement, quand les radio-sources ont une faible émission radio, elles sont presque exclusivement du type FR I.

Les radio-galaxies du type FR II ont un spectre nucléaire dans le visible du type Seyfert : quand le spectre est du type Seyfert 1, la radio-galaxie est appelée BLRG (*Broad Line Radio Galaxy*); quand le spectre est similaire à celui d'une Seyfert 2, la galaxie est une NLRG (*Narrow Line Radio Galaxy*). Les QSRs ont tous une morphologie du type FR II; les radio-galaxies du type FR I ont souvent un spectre de faible excitation, similaire à celui des LINERs (voir le Chapitre 6).

Les régions d'émission dans les radio-galaxies (FR Is et FR IIs) sont alimentées par des jets relativistes; quand l'angle entre le jet et la ligne de visée est petit, le jet est amplifié et tout le spectre est dominé par un continu très variable et polarisé. Ces objets ont été nommés « blazars ». Ils se divisent en deux classes : les HPQs (*Highly Polarized Quasars*), qui ont des raies dans le visible larges et intenses (largeur équivalente $> 5 \text{ \AA}$), et les objets du type BL Lacertae (BL Lacs), dont les raies dans le visible sont très faibles ou inexistantes.

2.2.3 Les LINERs

Les LINERs sont les noyaux actifs les moins lumineux (Heckman 1980). Spectroscopiquement, ces objets ont des raies de faible excitation (*e.g.*, les raies de [O I], [O II] ou [S II]) relativement intenses. Ils ont été définis comme ayant $[\text{O I}]\lambda 6300/[\text{O III}]\lambda 5007 \geq 1/3$ et $[\text{O II}]\lambda 3727/[\text{O III}]\lambda 5007 \geq 1$.

Filippenko & Terlevich (1992) ont remarqué que quelques objets obéissant à ce critère pouvaient être expliqués par une émission d'origine stellaire; ils ne sont donc pas de vrais AGNs. Selon ces auteurs, un LINER véritable aurait une raie de [O I] $\lambda 6300$ très intense (avec un rapport $[\text{O I}]\lambda 6300/\text{H}\alpha \geq 1/6$).

Le lien entre l'émission dans les LINERs et la présence d'un noyau actif n'est pas très clair. Il existe des LINERs qui sont indubitablement des noyaux actifs de galaxie peu lumineux : ils montrent des ailes larges ($5\,000 \text{ km s}^{-1}$) dans la raie $\text{H}\alpha$, suggérant la présence d'un noyau actif (Stauffer 1982; Keel 1983; Filippenko & Sargent 1985). D'autres peuvent être expliqués par des phénomènes d'origine purement stellaire. L'émission du type LINER est aussi observée dans d'autres environnements que le noyau galactique : dans les galaxies à « *cooling flow* », dans les vents stellaires après les flambées d'étoiles, etc. En résumé, le sujet du mécanisme d'excitation des LINERs est encore très controversé; il sera discuté plus en détail dans le Chapitre 6.

2.2.4 Autres galaxies à raies en émission

Il existe des galaxies dont la luminosité dans l'infrarouge ($60 - 100 \mu\text{m}$) est comparable à celle des quasars ($> 10^{12} L_{\odot}$). Leur extrême luminosité dans l'infrarouge est très probablement liée à des phénomènes de flambée d'étoiles dans un environnement poussiéreux; elle peut aussi être due à la présence d'un quasar enrobé de poussières, caché au centre de la galaxie. Cette question peut être éclaircie par la recherche de raies larges dans le noyau. La nature de ce type d'objets reste, donc, indéterminée.

D'autres galaxies présentent des particularités communes aux AGNs, notamment un noyau très brillant, plus bleu que ce que l'on observe normalement pour son type mor-

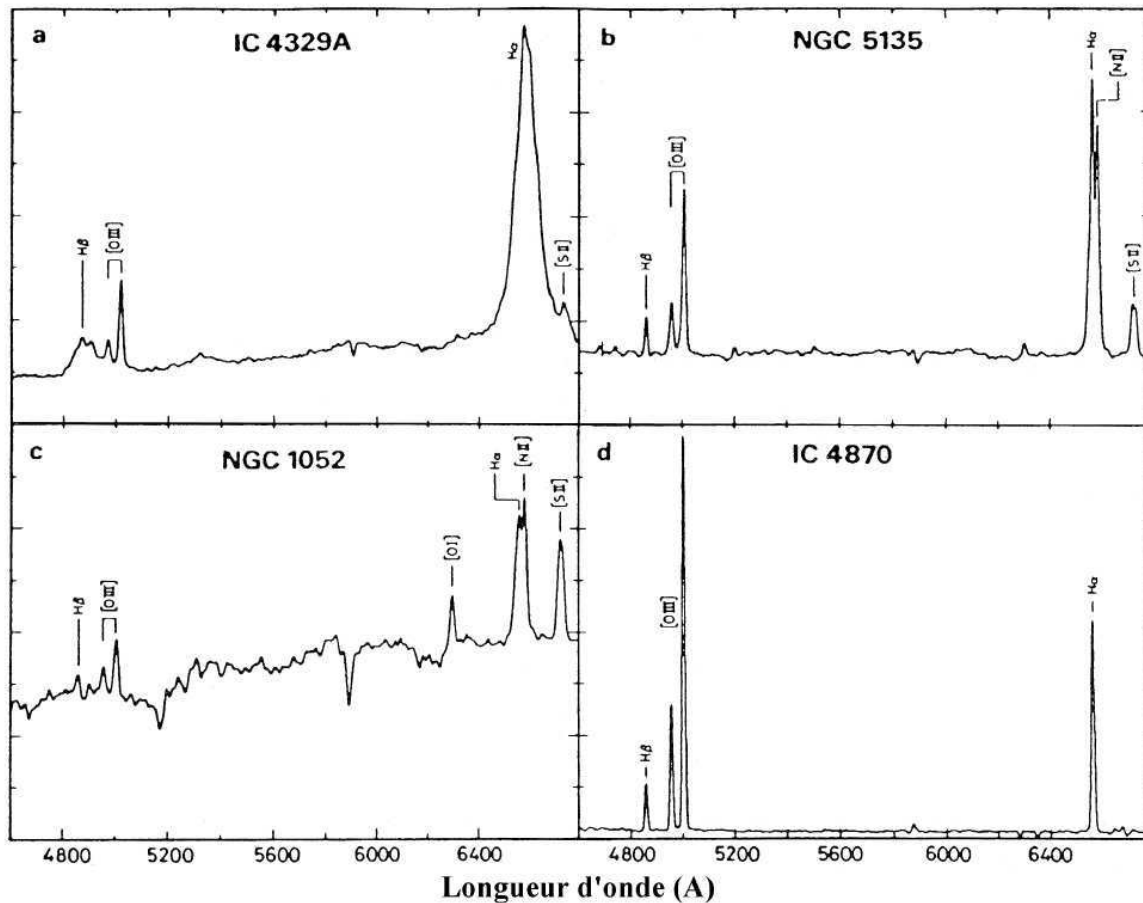


FIG. 2.2: Les quatre panneaux (d'après Véron-Cetty & Véron 1996) montrent, à titre d'exemple, les spectres d'une Seyfert 1 (a), d'une Seyfert 2 (b), d'un LINER (c) et d'une région H II (d). Les données ont une résolution d'environ 10 \AA (LMH). L'axe des ordonnées donne le flux relatif en $\text{erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2} \text{ \AA}^{-1}$.

phologique, et un spectre à raies en émission; celui-ci présente des raies en émission plus étroites et moins ionisées que celles observées dans les Seyfert 2s. L'émission dans ce type d'objets provient d'une région H II nucléaire géante, résultant de l'ionisation du gaz par des étoiles chaudes. Ces régions H II extragalactiques géantes, associées au noyau des galaxies dites « à flambée d'étoiles » (*starbursts*), ne sont pas des AGNs car leur spectre ionisant est d'origine stellaire.

2.3 Le modèle standard

La description de ces quelques classes atteste de la grande diversité des paramètres à prendre en considération dans l'étude des AGNs. N'importe quel modèle proposé pour leur explication doit donc tenir compte de caractéristiques comme la luminosité, la variabilité du continu et des raies, la polarisation, l'émission radio, la présence/absence de raies en émission dans le visible et l'ultraviolet, l'intensité relative du continu et des raies,

l'intensité relative de l'émission dans le visible et dans les autres domaines (infrarouge, ultraviolet, X et γ), etc. Ce modèle doit encore être en mesure d'expliquer quelle est la nature du moteur central, c'est-à-dire quel est le mécanisme qui explique la production et la libération d'une telle quantité d'énergie.

Ceci a été, d'ailleurs, le premier mystère pour les astronomes : l'origine de la grande quantité d'énergie libérée par les noyaux actifs de galaxie. Comment ces galaxies peuvent-elles posséder de telles luminosités ($\sim 10^{48}$ ergs $^{-1}$) dans une aussi petite région (des mesures de variabilité indiquent des dimensions de l'ordre de quelques jours-lumière)? Il est impossible d'obtenir un tel apport d'énergie par des processus thermonucléaires dans les étoiles. Le seul phénomène qui paraît justifier de si grandes quantités d'énergie est la libération d'énergie gravitationnelle résultant de l'effondrement de matière sur un objet massif central.

Plusieurs mécanismes ont été proposés dans les années 60 pour expliquer la nature de ces objets massifs: des amas d'étoiles très denses, des étoiles super-massives, des explosions de supernovae; néanmoins, ils n'ont pas pu expliquer certains phénomènes observés dans les AGNs et ont donc été vite abandonnés en faveur d'un objet central unique. Étant données ses caractéristiques particulières (source d'énergie stable et la plus efficace connue), un trou noir a été proposé (Salpeter 1964). Ce trou noir, localisé dans le noyau galactique, bénéficierait de conditions idéales, le noyau galactique étant riche en matière pour le nourrir (gaz provenant des vents stellaires, des nuages intergalactiques, des résidus d'étoiles résultant de collisions, etc.).

La présence d'un objet central massif, entouré par du gaz, provoquerait une accréation de matière en direction du centre; un disque d'accréation se formerait alors. La libération d'énergie gravitationnelle par le biais d'un disque d'accréation autour d'un trou noir central est le modèle (Rees 1984) qui est le mieux accepté, permettant d'expliquer les grandes quantités d'énergie et le continu en « loi de puissance » observés dans les noyaux actifs de galaxie.

La présence de raies en émission dans tous les spectres de noyaux actifs de galaxie (à l'exception des BL Lacs) suggère l'existence d'une région commune à l'origine de ces raies. Des raies en émission étroites peuvent être observées dans les NLRGs et galaxies de Seyfert de type 2; des raies larges, et aussi des raies étroites, sont observées dans les spectres des quasars et galaxies de Seyfert de type 1. Les raies larges et le continu varient rapidement; en étudiant leur variabilité dans les quasars et Seyfert 1s, on conclut que les raies en émission larges et le continu sont produits dans le même volume (Peterson 1993), dans une région d'environ 1 pc de rayon. Les raies étroites, elles, ne sont pas variables et peuvent être résolues dans les objets les plus proches, ce qui indique une région d'émission plus étendue, de l'ordre de $10^2 - 10^3$ pc environ.

L'interprétation la plus simple de ces observations est que les raies larges sont émises dans la région centrale du noyau actif, près du disque d'accréation — c'est la BLR (*Broad Line Region*); les raies étroites sont produites plus loin du moteur central, dans la région appelée NLR (*Narrow Line Region*). Les deux régions ont des densités et champs de vitesses différents (Osterbrock 1993).

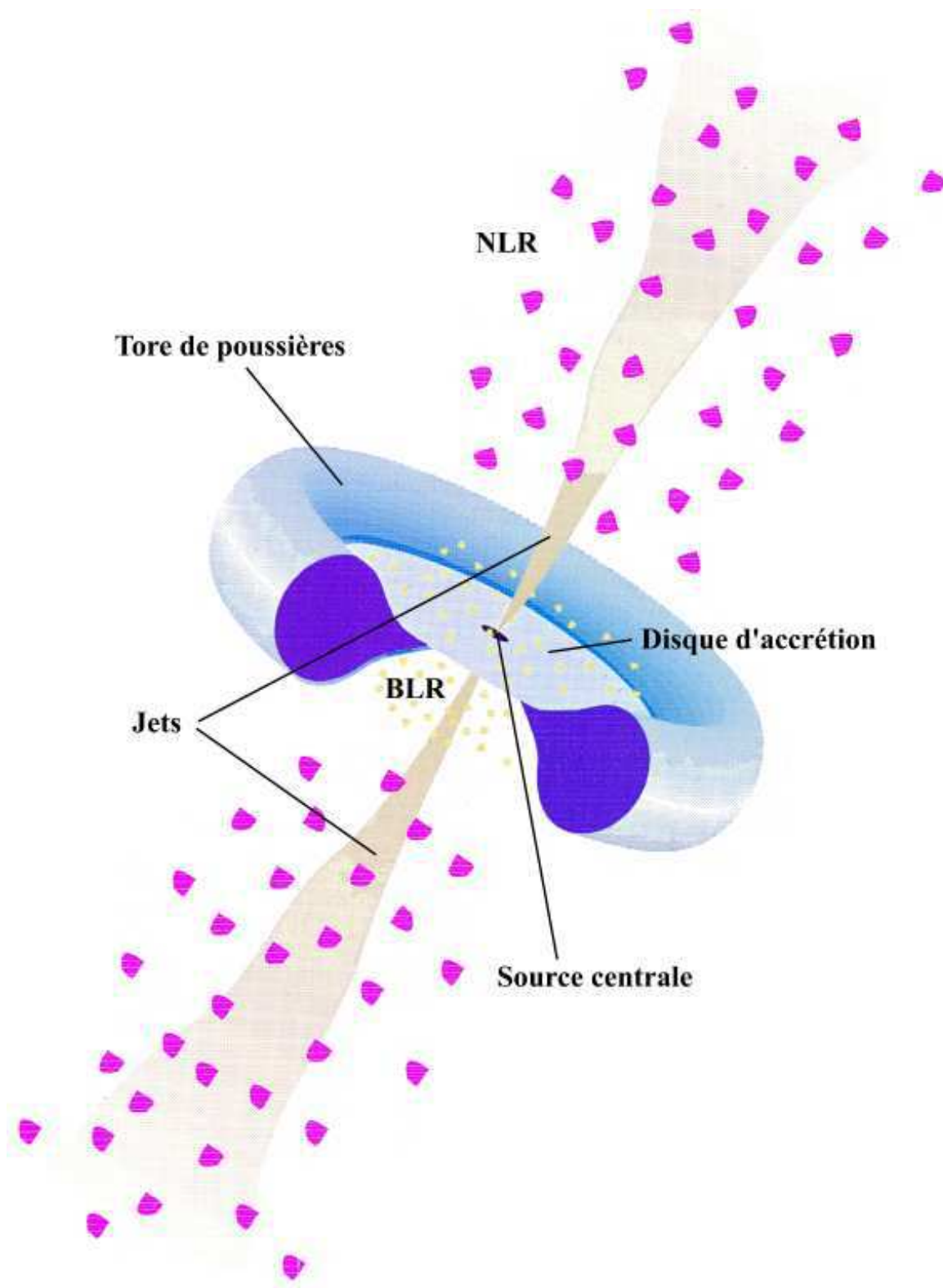


FIG. 2.3: Dessin schématique représentant le modèle standard (d'après Urry & Padovani 1995).

Dans la BLR, la radiation nucléaire est réémise par des nuages optiquement épais, et produit les raies de recombinaison de l'hydrogène; ces raies sont très larges, à cause du déplacement des nuages. Des vitesses de l'ordre de $10^3 - 10^4 \text{ km s}^{-1}$ dans la BLR expliquent la largeur des raies permises observées dans les spectres des quasars et Seyfert 1s. L'absence de raies interdites dans la BLR suggère qu'elles sont désexcitées par collisions, ce qui implique une densité d'électrons très élevée dans cette région, la limite de densité pour la désexcitation collisionnelle étant de l'ordre de $10^8 \text{ e}^- \text{ cm}^{-3}$. Une limite supérieure à la valeur de la densité électronique de la BLR peut être estimée à partir de l'observation de la raie semi-interdite du carbone $\text{C III}] \lambda 1909$, avec une largeur à mi-hauteur comparable à celle des raies permises (Wu et al. 1983) : ceci implique une densité électronique $N_e \leq 10^{10} \text{ cm}^{-3}$. Une estimation raisonnable de la densité électronique de la BLR serait donc $N_e \sim 10^9 \text{ cm}^{-3}$.

Un peu plus loin du moteur central, dans la NLR, la densité doit être considérablement plus faible; étant donnée l'intensité des raies interdites, la densité électronique dans cette région doit être $10^3 \text{ cm}^{-3} < N_e < 10^6 \text{ cm}^{-3}$. Dans la NLR, les nuages de gaz dilué sont distribués sur des champs de vitesses de l'ordre de quelques centaines de km s^{-1} , d'où le fait que l'on observe des largeurs à mi-hauteur moins importantes dans les raies interdites.

L'existence d'une région d'émission de raies intermédiaire (la ILR, ou *Intermediate Line Region*) en termes soit de vitesse, soit de densité ($N_e \sim 10^{6.5} \text{ cm}^{-3}$), n'est pas inattendue. Dans ces conditions, la raie de $[\text{O III}] \lambda 5007$ est partiellement désexcitée et on attend des rapports de raies tels que $[\text{O III}] \lambda 5007 / \text{H}\beta \sim 1$. Cette ILR ne doit pas être confondue avec la région découverte dans les quasars par Brotherton et al. (1994), appelée de même, mais qui est beaucoup moins étendue (plus proche de la source centrale) et plus dense, avec des vitesses de l'ordre de 2000 km s^{-1} et des densités $\sim 10^{10} \text{ cm}^{-3}$. Nous reviendrons sur la ILR dans le Chapitre 7 où nous présenterons une étude observationnelle de la galaxie KUG 1031+398, dans laquelle Mason et al. (1996) ont proposé l'existence d'une ILR.

Dans la Fig. 2.3 nous avons représenté les principales « composantes » du modèle standard : la source centrale (trou noir?), le disque d'accrétion (origine du continu visible – ultraviolet), le tore de poussières, les jets radio (dans le cas des objets radio-émissifs) et les deux régions d'émission, la BLR et la NLR. Pour donner une idée des ordres de grandeur de ces composantes, pour un trou noir de $10^8 M_\odot$, le rayon vaut $\sim 3 \cdot 10^{13} \text{ cm}$, celui du disque d'accrétion est de l'ordre de 10^{14} cm , les nuages de la BLR sont localisés entre 2 et $20 \cdot 10^{16} \text{ cm}$ du trou noir et le rayon interne du tore de poussières vaut 10^{17} cm environ. Les nuages de la NLR s'étalent entre 10^{18} et 10^{20} cm de distance de la source centrale; les jets sont détectés entre $10^{18} - 10^{24} \text{ cm}$, c'est-à-dire des distances plus larges d'un facteur 10 que la taille des plus grandes galaxies (Urry & Padovani 1995).

2.4 Le modèle d'unification

Seyferts et quasars montrent tous deux la présence d'une source nucléaire compacte dont le continu ionisant est à l'origine de l'excitation du gaz dans la BLR. Cette région est entourée par un tore de poussière (voir la Fig. 2.3).

En fonction de l'orientation de ce tore par rapport à la ligne de visée, la source centrale est visible ou cachée; dans ce dernier cas, nous n'observons que la région étendue d'émission de la galaxie où sont émises les raies étroites (la NLR), et la galaxie est alors

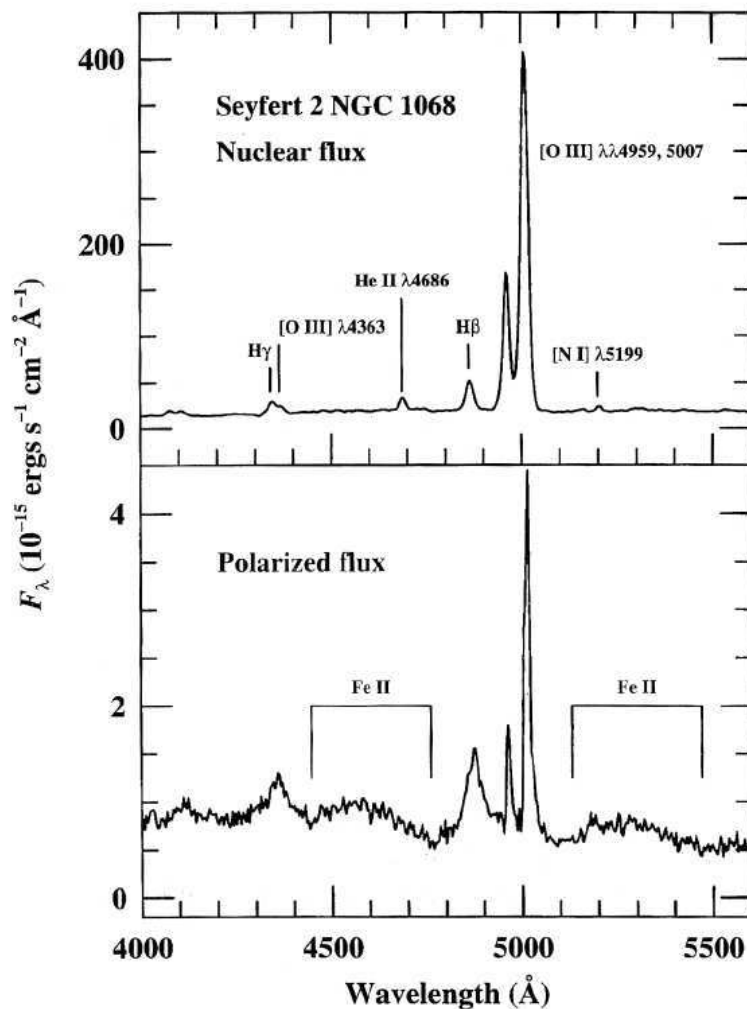


FIG. 2.4: La figure montre les spectres de la galaxie NGC 1068 en lumière directe (panneau supérieur) et polarisée (panneau inférieur). Le spectre direct est typique d'une Seyfert 2, tandis que le spectre obtenu par spectropolarimétrie montre la raie $H\beta$ large et un mélange de raies de Fe II typique d'une Seyfert 1 (Miller et al. 1991).

classée Seyfert 2. Si nous observons la galaxie dans la direction perpendiculaire au plan du tore, la BLR est visible et nous détectons des raies larges; l'objet est classé Seyfert 1. Ceci est, en résumé, le principe du modèle d'unification. Ce modèle a été proposé à la suite d'observations en spectropolarimétrie par Antonucci & Miller (1985) dévoilant la présence d'une BLR cachée à notre vue dans la Seyfert 2 NGC 1068 (Fig. 2.4).

Le modèle d'unification propose aussi que les HPQs et les FR IIs seraient des objets similaires vus selon des angles différents (Barthel 1989); de même pour les BL Lacs et les radio-galaxies du type FR I. Pour une revue du modèle d'unification, nous suggérons l'article de Urry & Padovani (1995).

Références

- Antonucci R. R. J., 1993, ARA&A 31, 473
- Antonucci R. R. J., Miller J. S., 1985, ApJ 297, 621
- Barthel P. D., 1989, ApJ 336, 606
- Bica E., 1988, A&A 195, 76
- Bregman J. N., 1990, A&AR 2, 125
- Bridel A. H., Hough D. H., Lonsdale C. J., Burns J. O., Laing R. A., 1994, AJ 108, 766
- Brotherton M. S., Wills B. J., Francis P. J., Steidel C. C., 1994, ApJ 430, 495
- Fanaroff B. L., Riley J. M., 1974, MNRAS 167, 31P
- Filippenko A. V., Sargent W. L. W., 1985, ApJS 57, 503
- Filippenko A. V., Terlevich R., 1992, ApJ 397, L79
- Heckman T. M., 1980, A&A 87, 152
- Keel W. C., 1983, ApJ 269, 466
- Khachikian E. Y., Weedman D. W., 1974, ApJ 192, 581
- Kollgaard R. I., 1994, Vistas in Astronomy 38, 29
- Kormendy J., Richstone D., 1995, ARA&A 33, 581
- Laing R. A., Bridel A. H., 1987, MNRAS 228, 557
- Lawrence A., 1987, PASP 99, 309
- Mason K. O., Puchnarewicz E. M., Jones L. R., 1996, MNRAS 283, L26
- Miller J. S., Goodrich R. W., Mathews W. G., 1991, ApJ 378, 47
- Mushotzky R. F., Done C., Pounds K. A., 1993, ARA&A 31, 717
- Osterbrock D. E., Mathews W. G., 1986, ARA&A 24, 171
- Osterbrock D. E., 1993, ApJ 404, 55193
- Peterson B. M., 1993, PASP 105, 247
- Rees M., 1984, ARA&A 22, 471
- Saikia D. J., Salter C. J., 1988, ARA&A 26, 93
- Salpeter E. E., 1964, ApJ 140, 786
- Schmidt M., Green R. F., 1983, ApJ 269, 352
- Stauffer J. R., 1982, ApJ 262, 66
- Ulrich M.-H., Maraschi L., Urry C. M., 1997, ARA&A 35, 445
- Urry C. M., Padovani P., 1995, PASP 107, 803
- Véron-Cetty M.-P., Véron P., 1996, ESO Scientific Report No. 17, *A Catalogue of Quasars and Active Nuclei (7th Edition)*
- Visnovsky K. L., Impey C. D., Foltz C. B. et al., 1992, ApJ 391, 560
- Wagner S. J., Witzel A., 1995, ARA&A 33, 163
- Wallinder F. H., Kato S., Abramowicz M. A., 1992, A&AR 4, 79
- Wu C. C., Boggess A., Gull T. R., 1983, ApJ 266, 28
- Zensus J. A., 1997, ARA&A 35, 607

Les instruments

Ce chapitre est consacré à la description des instruments — télescopes, spectrographes/caméras, réseaux et détecteurs — utilisés pour l'acquisition des données présentées dans le cadre de cette thèse. La plupart des observations sont de nature spectroscopique et ont été obtenues avec le spectrographe CARELEC, installé au télescope de 1,93 m de l'Observatoire de Haute-Provence (OHP). Une petite partie des observations utilisées n'a pas été obtenue à l'OHP : quelques objets (4C 12.05, PKS 1420–27, PKS 1437–153, PKS 1903–80) ont été observés avec EFOSC (*ESO Faint Object Spectrograph and Camera*), au télescope de 3,60 m de l'ESO à La Silla, Chili; la galaxie template NGC 4365 a été observée avec le spectrographe Boller & Chivens (B&C), au même télescope. Des observations (spectres et images) obtenues avec le *Hubble Space Telescope (HST)* et extraites de ses archives, basées au ST-ECF (*Space Telescope European Coordinating Facility*), ont aussi été utilisées. Quelques spectres ont été obtenus avec le télescope de 2,60 m du BAO (*Byurakan Astrophysical Observatory*), en Arménie; cette thèse comporte également des travaux réalisés sur le relevé du ciel de Markarian (le FBS), effectué avec le télescope de Schmidt de cet observatoire.

3.1 Le télescope de 1,93 m de l'OHP

3.1.1 Le télescope

Le télescope de 1,93 m a été mis en service sur le site de Saint Michel l'Observatoire en 1958. Son miroir principal, parabolique, fait 1 906 mm de diamètre (surface aluminée) et 200 mm d'épaisseur; la monture du télescope, équatoriale et asymétrique, porte le nom de « monture anglaise ».

L'image d'un objet céleste formée par le miroir primaire peut être amenée en trois foyers différents; depuis plusieurs années, seul le foyer Cassegrain est utilisé. Dans cette configuration la distance focale est de 2 860 cm, pour une ouverture de $f/15,0$; le miroir secondaire, hyperbolique, fait 524 mm de diamètre et 80 mm d'épaisseur.

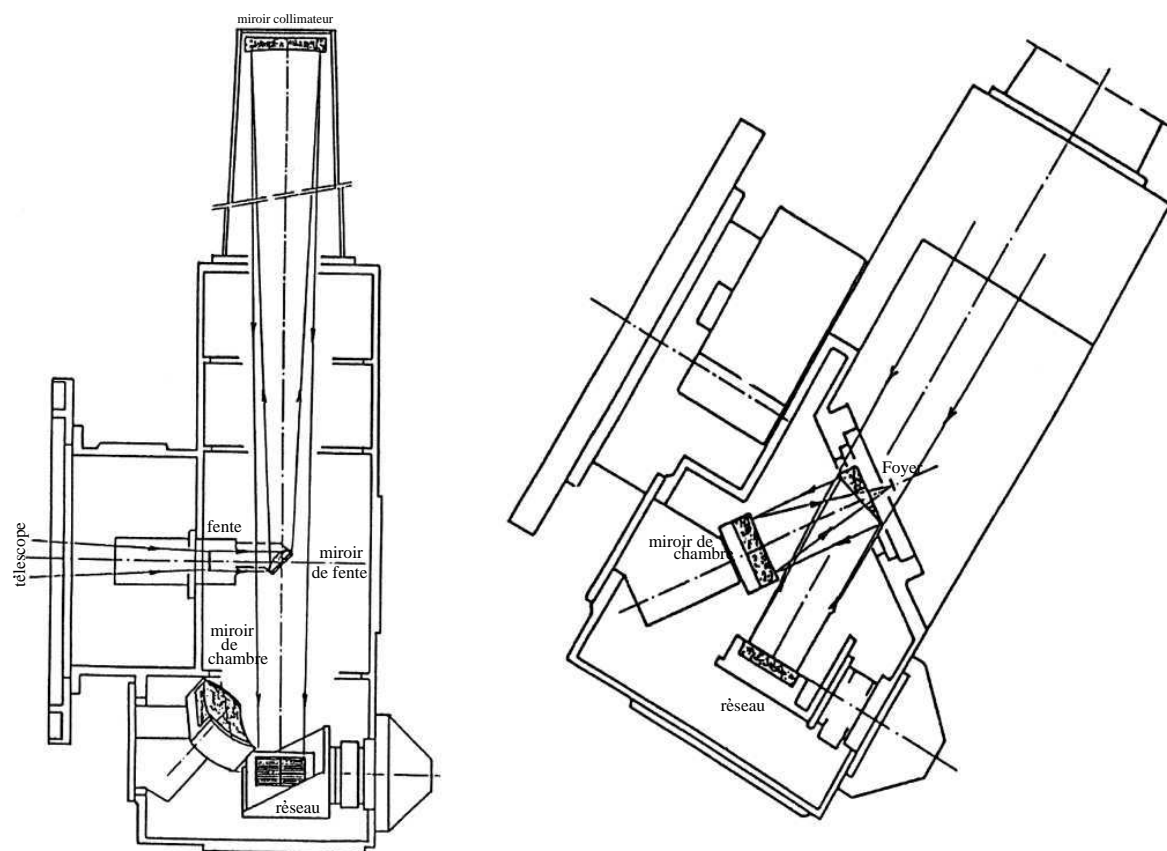


FIG. 3.1: Schéma du montage optique du spectrographe CARELEC monté au foyer Cassegrain du télescope de 1,93 m de l'OHP.

3.1.2 Le spectrographe CARELEC

CARELEC (Lemaître et al. 1989) est un spectrographe à fente longue (5,'5) et réseau asphérique; ce spectrographe, monté au foyer Cassegrain du télescope de 1,93 m, est disponible depuis 1986. Ne comportant que des miroirs, il permet d'utiliser la totalité de la réponse spectrale des CCDs, les détecteurs préférentiellement utilisés dans le domaine astronomique. Au foyer $f/15$ (Cassegrain), l'échelle est de $150 \mu\text{m}$ par seconde d'arc sur le ciel; la présence d'un réducteur focal avec un facteur de réduction de ~ 6 modifie l'échelle au niveau du détecteur, sur lequel $25 \mu\text{m}$ correspondent à une seconde d'arc sur le ciel.

La lumière provenant d'un objet donné pénètre dans le spectrographe grâce à une fente qui peut s'ouvrir de façon continue entre 50 et $2000 \mu\text{m}$, soit entre $0,3''$ et $13''$ sur le ciel; la hauteur totale de la fente est de 50 mm dans le plan focal du télescope, soit 5,'5 sur le ciel. Pour une largeur de fente d'environ $2,1''$, valeur utilisée en moyenne au cours de nos observations, l'image géométrique de la fente sur le détecteur fait $\sim 52,5 \mu\text{m}$ de largeur.

CARELEC est équipé de plusieurs réseaux interchangeables; dans le Tableau 3.1, on donne les caractéristiques de ceux utilisés pour nos observations.

TAB. 3.1: Liste des réseaux utilisés pour les observations avec CARELEC (d'après le manuel de l'utilisateur).

Réseau	Traits /mm	λ_{blaze} (Å)	Ordre	$R^{(1)}$ $\Delta\lambda/\lambda$	Dispersion (Å mm ⁻¹)	Région de rendement optimum (Å)
1	150	5 000	I	450	263	3 600 – 7 300
4	600	5 000	I	1 800	67	3 600 – 6 500
5	1 200	4 000	I	2 900	33	3 600 – 6 500

(1) Résolution pour une fente de 2 secondes d'arc.

Différents réseaux ont été utilisés au cours de nos missions d'observation¹, selon la nature du programme scientifique; ils ont été choisis en fonction de la résolution nécessaire et le domaine de longueurs d'onde souhaité.

Les observations destinées à la classification d'objets pour lesquels aucun spectre n'était disponible, ou ne permettait pas leur identification, demandent un grand domaine spectral de façon à accéder au plus grand nombre possible de raies en émission; ceci facilite l'identification du type d'émission de l'objet, par l'intermédiaire de « diagrammes de diagnostic » (introduits dans le Chapitre 5), ainsi que la détermination de son décalage vers le rouge. Le réseau numéro 1 (150 traits par millimètre), donnant une dispersion de ~ 260 Å mm⁻¹, est donc le plus indiqué pour ce type d'étude. Couvrant un domaine d'environ 3 600 Å dans le visible et l'ultraviolet proche, ce réseau permet d'accéder à une large panoplie de raies normalement utilisées pour le diagnostic du type d'émission présent dans la galaxie (*e.g.* H α , H β , [O III] $\lambda\lambda$ 4959, 5007, [O I] $\lambda\lambda$ 6300, 6364, [N II] $\lambda\lambda$ 6548, 6584) — cela pour des objets ayant un décalage vers le rouge modéré ($0 < z \leq 0,10$). En ce qui concerne la recherche d'AGNs, ce réseau est aussi le meilleur choix : le domaine de longueurs d'onde couvert (3 600 – 7 200 Å) nous permet d'identifier très facilement les étoiles par leurs raies de Balmer en absorption. Pour ce type de programme, la faible résolution fournie par le réseau numéro 1 (13,5 Å LMH) ne constitue pas un problème, car on ne s'intéresse pas au profil des raies, mais simplement à savoir si le spectre a des raies en émission, et si oui, à les identifier de façon à mesurer leur décalage par rapport à la longueur d'onde en laboratoire.

Il n'en est pas de même pour l'étude des objets à « spectre de transition » (voir le Chapitre 5), où nous nous intéressons au profil des raies. Pour cette étude, nous avons choisi le réseau 4 (600 traits par millimètre), donnant une dispersion de 67 Å mm⁻¹, mais un domaine spectral limité à 925 Å; de ce fait, il a été nécessaire d'obtenir deux spectres pour chaque objet, afin d'avoir des données pour les deux régions spectrales qui nous intéressaient (autour de H α et H β). Dans quelques cas, et à titre de vérification des résultats obtenus à 67 Å mm⁻¹, nous avons fait des observations à plus haute résolution, en utilisant le réseau numéro 5 (1 200 traits par millimètre) donnant une dispersion de 33 Å mm⁻¹.

1. La liste des observations effectuées au télescope de 1,93 m de l'OHP est donnée dans le Chapitre 4.

La résolution spectrale, mesurée directement sur les raies du ciel, est d'environ $3,4 \text{ \AA}$ (LMH) pour les observations effectuées avec le réseau numéro 4 à 66 \AA mm^{-1} , de $\sim 13,5 \text{ \AA}$ (LMH) pour celles obtenues avec le réseau numéro 1 à 260 \AA mm^{-1} , et de $\sim 1,5 \text{ \AA}$ (LMH) pour les observations à plus haute résolution (33 \AA mm^{-1}), avec le réseau numéro 5.

La dimension des pixels le long de la fente ($5,5$) dépend du détecteur utilisé; elle vaut environ $1,1''$ pour le CCD Tektronic, et environ $0,5''$ pour le CCD EEV.

3.1.3 Les détecteurs

Pour la plupart des observations obtenues au télescope de 1,93 m, le détecteur utilisé a été un CCD Tektronic de 512×512 pixels (série TK512CB); il s'agit d'un CCD aminci et éclairé par l'arrière, dont le bruit de lecture est de 9,2 électrons. La dimension des pixels étant de $27 \mu\text{m} \times 27 \mu\text{m}$, un pixel correspond à environ une seconde d'arc sur le ciel.

L'une des missions d'observation, effectuée à l'OHP en juin 98, a eu pour but le test d'un nouveau détecteur : un CCD EEV (série EEV42-20) rectangulaire (2048×1024 pixels de $13,5 \mu\text{m} \times 13,5 \mu\text{m}$). Il s'agit, là encore, d'un CCD aminci; de ce fait, il a une efficacité relativement bonne dans le bleu mais il présente des franges dans le rouge aux longueurs d'onde supérieures à 6600 \AA (leur amplitude totale est d'environ 10% à 7500 \AA). Le bruit de lecture de ce CCD est de 4,2 électrons.

Le CCD Tektronic étant le détecteur utilisé dans la majorité des observations présentées dans ce manuscrit, nous nous référons à lui sauf mention contraire.

3.1.4 L'échantillonnage

Pour une largeur de fente d'environ $2,1''$, valeur utilisée en moyenne au cours de nos observations, l'image géométrique de la fente sur le détecteur vaut environ $52,5 \mu\text{m}$ ce qui correspond à $\sim 1,9$ pixel avec le CCD TK512. Cet échantillonnage représente le meilleur compromis entre les contraintes à caractère scientifique et les caractéristiques du détecteur, notamment la dimension des pixels. En effet, réduire la largeur de la fente conduirait à un sous-échantillonnage (voir ci-dessous le paragraphe consacré au théorème de Shannon) et à une perte de lumière, la valeur médiane de la turbulence étant égale à $2'' - 2,5''$; l'élargir conduirait à une perte de résolution.

Avec le nouveau CCD, et pour une même largeur de fente, on a une image qui s'étale sur ~ 4 pixels sur le détecteur, ce qui représente un très bon échantillonnage; cela constitue une nette amélioration de la qualité des observations, comme le montre la Fig. 3.2.

Pour mieux comprendre les contraintes d'ordre instrumental liées à l'échantillonnage, et les raisons de l'amélioration de la qualité de nos spectres, voyons ce que nous dit le théorème de Shannon à ce sujet.

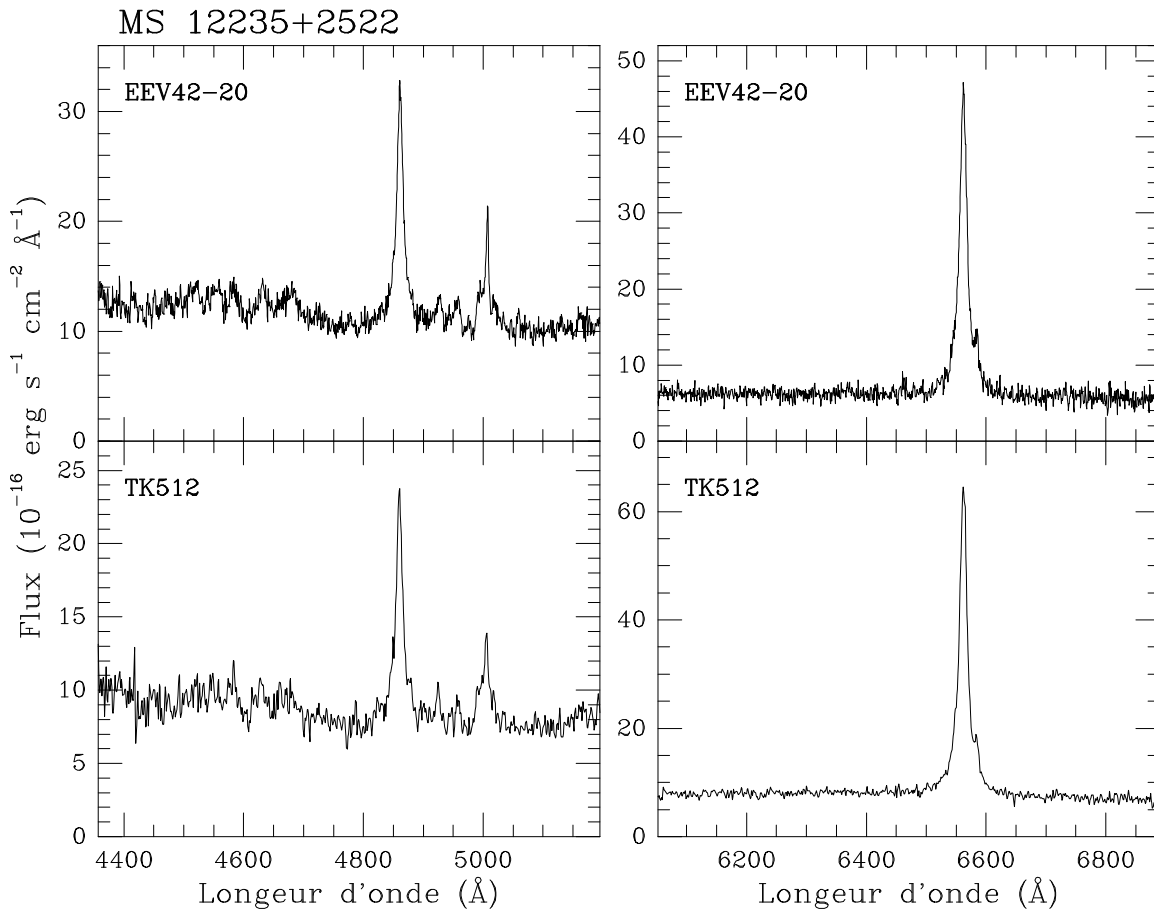


FIG. 3.2: Spectres au repos de la galaxie MS 12235+2522. En haut, nous avons représenté les résultats obtenus avec le nouveau détecteur, un CCD EEV42-20; en bas les spectres obtenus avec l'ancien CCD, un TK512. Le temps de pose a été le même pour tous les spectres, i.e. 20 min.

Le théorème d'échantillonnage ou théorème de Shannon

Le théorème de Shannon s'énonce ainsi :

Pour reconstituer un signal dont la bande passante est bornée, c'est-à-dire dont la transformée de Fourier est nulle en dehors de l'intervalle de fréquences $[-\nu_c, +\nu_c]$, ce signal doit être échantillonné à une cadence au moins égale à deux fois la fréquence de coupure ν_c ; cette fréquence minimale d'échantillonnage est appelée « fréquence de Nyquist ».

Si la fente d'un spectrographe est éclairée uniformément en lumière monochromatique, l'image de cette fente dans le plan focal du spectrographe est la fonction d'appareil du spectrographe. Le spectre observé d'un objet quelconque éclairant la fente uniformément sera le produit de convolution du spectre de cet objet par la fonction d'appareil. La transformée de Fourier du produit de convolution de deux fonctions étant le produit des transformées de Fourier des deux fonctions, la transformée de Fourier du spectre observé sera bornée si celle de la fonction d'appareil l'est.

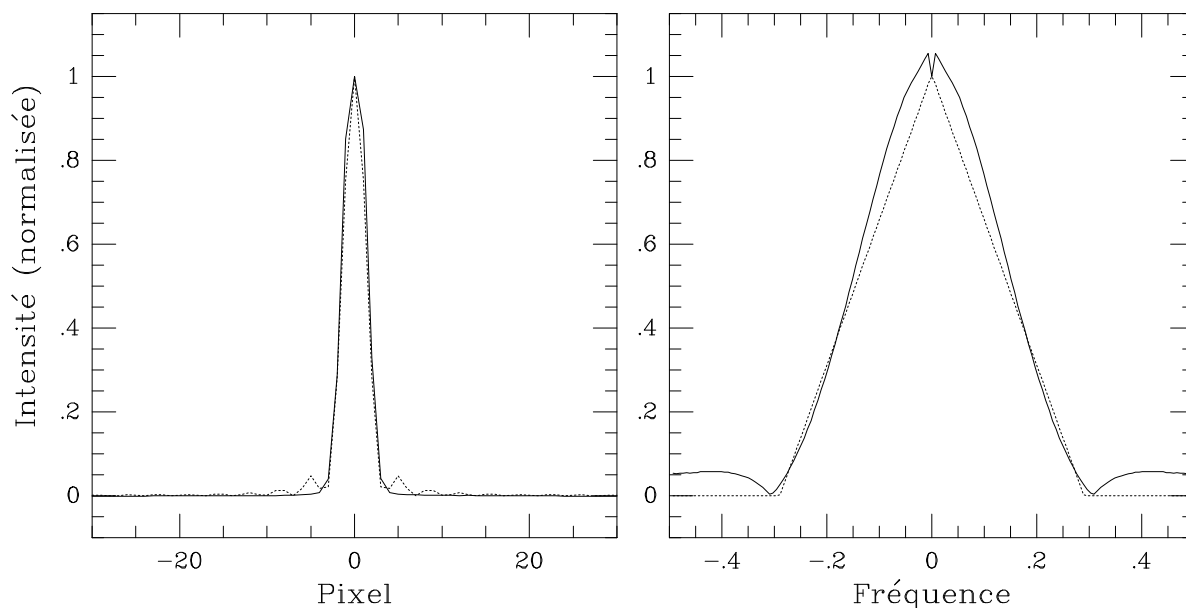


FIG. 3.3: Dans la figure à gauche, nous avons représenté la fonction d'appareil (trait continu) et la fonction « sinus cardinal » au carré, utilisée pour ajuster la fonction d'appareil (en pointillés) ; les deux fonctions ont la même largeur à mi-hauteur. La figure de droite montre la transformée de Fourier des deux fonctions. Nous vérifions que la transformée de Fourier de la fonction $f(x) = \text{sinc}^2(x/x_o)$ est nulle hors de l'intervalle de fréquences $[-1/x_o, +1/x_o]$, avec $x_o = 3,45$, et donc que le théorème de Shannon peut être appliqué.

Pour connaître la fonction d'appareil dans le cas du spectrographe CARELEC, nous avons pris un spectre de la lampe de néon et étudié le profil d'une de ses raies ; nous avons choisi la raie à 6929 \AA (raie bien isolée et proche de la longueur d'onde centrale de notre domaine spectral). Le spectre a été obtenu le 16 juin 1998 avec une dispersion de 66 \AA mm^{-1} , une fente de 315 \mu m de largeur ($2,1''$ sur le ciel) et le CCD EEV.

Nous avons d'abord mesuré la largeur à mi-hauteur de cette raie ; sa valeur est 3,06 pixel (ou $41,3 \text{ \mu m}$). Nous avons ensuite approché le profil de la raie par une fonction $f(x) = \text{sinc}^2(x/x_o)$ ayant la même largeur à mi-hauteur, c'est-à-dire avec $x_o = 3,45$ pixel. La fonction $\text{sinc}(x)$, appelée fonction « sinus cardinal », est définie par $\text{sinc}(x) = \sin(\pi x)/\pi x$. La transformée de Fourier de la fonction $f(x)$ est une fonction triangulaire, nulle pour les fréquences supérieures à $1/x_o$. La « fréquence de Nyquist » vaut donc $2/x_o$ et le pas d'échantillonnage maximal (qui est l'inverse de cette fréquence) vaut $x_o/2$, soit 1,72 pixel (ou $23,3 \text{ \mu m}$), valeur qu'il convient de comparer à la largeur à mi-hauteur de l'image de la fente ($41,3 \text{ \mu m}$).

Nous constatons donc que la règle généralement utilisée, qui veut que la fente soit imagée sur deux pixels (ou ce qui est équivalent, que le pas d'échantillonnage soit égal à la moitié de la largeur à mi-hauteur de l'image de la fente), est très proche de notre résultat (qui est 0,56 plutôt que 0,50). En conclusion, nous avons montré qu'avec le CCD EEV la dimension des pixels vaut $13,5/23,3 = 0,58$ fois le pas maximal d'échantillonnage, alors qu'avec le CCD Tektronic, qui a des pixels de 27 \mu m (soit deux fois plus grands), ce rapport valait 1,16. Nous étions donc légèrement sous-échantillonnés.

3.2 Le télescope de 3,60 m de l'ESO

3.2.1 Le télescope

Le télescope de 3,60 m de l'ESO, opérationnel depuis 1977, a une monture à fourche; son miroir primaire fait 3 566 mm de diamètre, et le secondaire 1 200 mm. L'optique est du type Ritchey–Chrétien. Il y a trois foyers disponibles : primaire, coudé et Cassegrain.

3.2.2 Le spectrographe EFOSC

Le spectrographe EFOSC est monté au foyer Cassegrain; pour ce foyer, l'ouverture vaut $f/8,09$. Le fonctionnement d'EFOSC² (Dekker et al. 1988) est basé sur un réducteur focal; la lumière focalisée au foyer Cassegrain y est collimatée dans un faisceau de 40 mm de diamètre qui va traverser une roue à filtres ou à grisms, selon que l'on fait de l'imagerie ou de la spectroscopie. Le miroir de chambre, ouvert à $f/2,5$, focalise le faisceau sur le détecteur, un CCD.

L'EFOSC offre plusieurs modes de fonctionnement; nos observations ont été obtenues en mode spectroscopique avec fente longue (3,6 sur le ciel); dans cette configuration la largeur de fente peut varier entre 0,5 et 10". Au cours de nos observations (effectuées en juillet 1995 et août 1996), la largeur de la fente était de 1,5".

À l'époque de nos observations avec EFOSC, la roue à grisms montée contenait 8 grisms; leur dispersion varie de 35 \AA mm^{-1} à 245 \AA mm^{-1} . Le grism utilisé lors des observations effectuées en juillet 1995 et août 1996 donne une dispersion de 230 \AA mm^{-1} (environ 6,3 Å par pixel); il couvre un domaine spectral allant de 3 500 à 7 600 Å. Les spectres obtenus dans cette configuration ont une résolution spectrale d'environ 15 Å (LMH), et sont comparables à ceux acquis au 1,93 m de l'OHP avec le spectrographe CARELEC et le réseau numéro 1.

3.2.3 Le spectrographe B&C

Le spectrographe Boller & Chivens n'est plus disponible au 3,60 m; il était, lui aussi, monté au foyer Cassegrain. Les observations effectuées avec cet instrument ont utilisé une fente longue (64 mm ou 2,9 sur le ciel); la largeur de fente peut être ajustée de façon continue entre 6 et 1 200 μm. Pour l'observation de la galaxie template NGC 4365, la largeur de fente utilisée correspondait à 2 secondes d'arc sur le ciel.

Le réseau choisi pour les observations, effectuées en février 1984, donnait une dispersion de 59 \AA mm^{-1} ; avec cette dispersion et l'IDS en service à l'époque, la résolution spectrale était d'environ 4 Å (LMH). Les spectres obtenus dans cette configuration sont semblables à ceux acquis au 1,93 m de l'OHP avec le spectrographe CARELEC et le réseau numéro 4.

2. Nous nous référons au premier *ESO Faint Object Spectrograph and Camera*, c'est-à-dire EFOSC 1; cet instrument n'est plus en service au télescope de 3,60 m, ayant été remplacé par EFOSC 2 en octobre 1997.

3.2.4 Les détecteurs

Les observations effectuées au 3,60 m avec EFOSC, ont été obtenues par P. Véron au cours de deux missions d'observation réalisées en juillet 1995 et août 1996. Le détecteur utilisé pour les deux missions, le CCD ESO#26, est très semblable à celui en fonctionnement à l'OHP à l'époque; il s'agit d'un CCD Tektronic TK512CB, avec 512×512 pixels de $27 \mu\text{m} \times 27 \mu\text{m}$, aminci et éclairé par l'arrière. La taille du détecteur correspond à un champ de $5,2 \times 5,2$, chaque pixel correspondant à $0,61''$ sur le ciel; l'image géométrique de la fente ($1,5''$ de largeur) correspond donc à 2,2 pixels sur le CCD.

Le détecteur utilisé lors de la mission d'observation effectuée en février 1984 avec le spectrographe B&C n'est plus en service; il s'agissait d'un dissecteur d'image, ou IDS (*Image Dissector Scanner*). Un IDS utilise un module de balayage pour balayer l'écran de sortie d'un tube image; l'écran de phosphore du tube image fait office d'élément de mémoire, gardant l'information acquise par le spectrographe. Les IDSs ont depuis été remplacés par des CCDs.

3.3 Le télescope spatial Hubble

3.3.1 Le télescope

Le télescope spatial Hubble a été lancé par la NASA (*National Aeronautics and Space Association*) en avril 1990. Le télescope est ouvert à $f/24$, le miroir primaire faisant 2,4 m de diamètre; l'optique est du type Ritchey–Chrétien.

En orbite à une altitude d'environ 600 km, le *HST* n'est pas soumis aux effets nuisibles de l'atmosphère, permettant d'obtenir des données à des longueurs d'onde inaccessibles aux observatoires au sol³; il peut aussi fournir des images de haute qualité, avec une résolution spatiale élevée (c'est-à-dire $\sim 0,1''$ contre $\sim 1,0''$, valeur normalement obtenue pour les observations au sol). Au cours des dernières années, de nouveaux instruments ont été installés à bord, remplaçant quelques uns des instruments originaux; actuellement ils sont six, dont trois caméras et deux spectrographes. Ces instruments permettent d'obtenir des données spectroscopiques, photométriques et astrométriques, ainsi que des images à très haute résolution.

3.3.2 Les archives du télescope spatial

Des archives rassemblant toutes les données concernant le *HST* — observations, calibrations, données relatives au fonctionnement, etc. — sont disponibles au STScI (*Space Telescope Science Institute*) à Baltimore, et on peut facilement y accéder grâce à Internet. Plusieurs adresses — aux États Unis (STScI), en Europe (ST-ECF) et au Canada (CADC, *Canadian Astronomy Data Center*) — donnent accès à ces bases de données, où plus de 100 000 observations, relatives à plus de 20 000 objets différents, sont disponibles. On peut faire des recherches dans les archives en entrant le nom ou la position de l'objet désiré, un instrument donné, le domaine de longueurs d'onde souhaité ou encore les paramètres d'une demande de temps *HST*. En réponse à requête, les archives fournissent une

3. Le domaine de longueurs d'onde couvert par le *HST* s'étend de l'infrarouge proche à l'ultraviolet proche ($1150 \text{ \AA} - 1 \text{ mm}$).

liste d'objets, leurs paramètres d'observation, les instruments utilisés et leur configuration; on peut aussi avoir des informations sur la demande de temps de télescope (résumé, chercheur principal, etc.) et des commentaires sur la qualité des données.

Chaque pose obtenue avec le *HST* donne lieu à un fichier généralement composé par plusieurs spectres ou images. Par exemple, une pose obtenue avec la WF/PC 2 (*Wide Field Planetary Camera 2*⁴) consiste en quatre images (une pour chaque détecteur), enregistrées sur un seul fichier; ce fichier est dit « *multigroup* » et peut stocker de l'information sur plusieurs couches. Dans l'exemple précédent, l'image de chacun des CCDs occupe une couche. De même, une pose individuelle avec le spectrographe FOS (*Faint Object Spectrograph*⁵) est formée de plusieurs spectres; chaque spectre correspond à une lecture du détecteur et occupe une couche dans le fichier final. Le nombre de couches dans le fichier « *multigroup* » est variable et dépend du temps de pose, du détecteur utilisé et aussi de l'échantillonnage. Ceci sera discuté plus en détail par la suite (voir les sections consacrées au mode d'accumulation et à l'échantillonnage).

Les données *HST* (images ou spectres) sont extraites des archives et placées sur un support informatique (CD Rom, DAT ou compte sur place aux archives) sous forme de plusieurs fichiers électroniques par objet recherché. Chaque pose *HST* correspond à un ensemble de données ou « *dataset* »; à chaque « *dataset* » correspond une liste de fichiers bruts et calibrés, ainsi qu'une description de la qualité des données et du processus de calibration. Pour les données spectroscopiques, par exemple, on doit extraire un fichier pour l'information sur le domaine spectral, et un autre pour le flux. Ces fichiers ont un format spécial (ce sont des fichiers à plusieurs couches, ou « *multigroup* », décrits ci-dessus) et doivent être combinés de façon à obtenir un spectre. Cette tâche se fait facilement avec le logiciel de traitement et analyse de données astronomiques IRAF (*Image Reduction and Analysis Facility*), grâce à l'implémentation de plusieurs sous-programmes destinés au traitement et à la calibration des données *HST*; ces sous-programmes font partie d'un module nommé STSDAS (*Space Telescope Science Data Analysis System*), disponible seulement dans IRAF. Nous avons choisi de faire le même traitement avec le logiciel MIDAS (*Munich Image and Data Analysis System*), ayant pour cela développé un programme qui combine les deux fichiers extraits des archives sous forme d'un spectre; notre programme MIDAS peut être lancé en mode automatique pour extraire des listes assez longues de spectres sans intervention humaine.

Les données *HST* présentées dans ce manuscrit ont été extraites des archives du ST-ECF, à la suite d'un stage de quelques semaines à l'ESO (Garching). En recherchant les archives du télescope spatial, notre but initial était de compléter nos observations avec des données dans d'autres longueurs d'onde, qui pourraient éventuellement confirmer la présence de plusieurs composantes dans le spectre des objets dits « composites » (voir le Chapitre 5). La plupart des spectres extraits des archives n'étaient pas appropriés pour nos études — soit ils étaient déjà publiés, soit ils n'avaient pas un rapport signal-sur-bruit assez élevé pour être modélisés par notre méthode. Seuls les spectres trouvés dans les archives pour la galaxie NGC 5252 se sont montrés intéressants. De même, seules les images de la galaxie IRAS 04210+0400 ont été étudiées plus en détail; ces données ont

4. Plus de détails sur cet instrument sont donnés ci-dessous, dans la section consacrée aux observations en imagerie avec le *HST*.

5. Le lecteur trouvera plus d'informations sur cet instrument ci-dessous, dans la section consacrée aux observations en spectroscopie avec le *HST*.

été publiées (voir le Chapitre 5).

Dans les sections suivantes, on ne parlera que des instruments utilisés pour les observations *HST* traitées dans ce manuscrit (c'est-à-dire les spectres de la galaxie NGC 5252 et les images de IRAS 04210+0400); nous avons choisi de présenter l'instrumentation utilisée pour les observations en spectroscopie et en imagerie séparément, de façon à faciliter la compréhension du texte.

3.3.3 Les observations en spectroscopie

Le spectrographe FOS

Les spectres extraits des archives pour la galaxie NGC 5252 et analysés dans le Chapitre 6 ont été obtenus avec le spectrographe FOS, un des instruments installés à l'origine à bord du télescope spatial. Ce spectrographe, hors service depuis février 1997, était consacré aux observations de sources faibles⁶ — ponctuelles ou étendues — à relativement basse résolution spectrale, sur un grand domaine de longueurs d'onde (1 150 – 8 000 Å). Le FOS peut fonctionner sous différents modes d'acquisition et configurations : spectrophotométrie (rapide et d'accumulation), spectropolarimétrie, etc.

La lumière provenant d'un objet donné pénètre dans le spectrographe FOS grâce à plusieurs ouvertures circulaires de dimensions comprises entre 0,"09 et 0,"86 de diamètre; des ouvertures carrées de dimensions similaires, ainsi que deux ouvertures rectangulaires plus larges, sont aussi disponibles. L'ouverture utilisée lors des observations de la galaxie NGC 5252 était circulaire, de diamètre 0,"26.

Plusieurs réseaux et un prisme sont disponibles pour les observations avec FOS et les deux détecteurs (FOS/RD et FOS/BL) décrits ci-dessous. La galaxie NGC 5252 a été observée avec le détecteur FOS/RD et le réseau G570H, dont la dispersion est de 4,37 Å par pixel; les spectres obtenus dans cette configuration couvrent le domaine spectral 4 570 – 6 820 Å.

Les détecteurs

Le spectrographe FOS est muni de deux détecteurs Digicon avec des chemins optiques différents; l'un (FOS/BL) est utilisé pour les observations dans le bleu/ultraviolet lointain (1 150 – 5 400 Å) et l'autre (FOS/RD) pour l'infrarouge, le visible et l'ultraviolet proche (1 620 – 8 500 Å). La galaxie NGC 5252 a été observée avec le Digicon FOS/RD.

Dans un Digicon, la lumière dispersée par le réseau est focalisée sur une photodiode bi-dimensionnelle; les spectres produits par chaque disperseur vont occuper des positions différentes et bien précises sur la photodiode. Les photoélectrons libérés sont accélérés par déflexion magnétique et dirigés sur un détecteur linéaire (barrette) de 512 diodes; chaque diode correspond à 0,"31 dans la direction de la dispersion et à 1,"29 dans la direction perpendiculaire.

6. Le FOS a deux configurations possibles en ce qui concerne la résolution spectrale — haute et basse; à basse résolution ($R = \lambda/\Delta\lambda \sim 250$), et pour une heure de temps de pose, on peut observer des sources de 26^{ème} magnitude; à haute-résolution ($R = \lambda/\Delta\lambda \sim 1300$), et pour le même temps d'observation, on atteint à peine la 22^{ème} magnitude.

Le mode d'acquisition

Dans la configuration de spectrophotométrie, les spectres sont lus et enregistrés dans un fichier à plusieurs couches à intervalles réguliers, de façon à minimiser les pertes de données; cela peut être fait de deux façons : en mode d'acquisition rapide, ou en mode d'accumulation. Les données obtenues avec FOS ont été acquises dans la configuration spectrophotométrique en mode d'accumulation. Cela signifie que les données sont enregistrées sur le fichier final de la façon suivante : une pose courte est effectuée, le spectre résultant est lu et enregistré dans la première couche du fichier final; une deuxième pose est lancée et le spectre correspondant est additionné au premier. Cette somme est alors enregistrée dans la deuxième couche du fichier, et ainsi de suite.

En résumé, la couche n d'un fichier obtenu en mode d'accumulation contient le spectre résultant de l'intégration de toutes les poses individuelles (1, 2, ..., n); la dernière couche de ce fichier contiendra donc le spectre correspondant au temps de pose total. La taille d'un fichier obtenu en mode spectrophotométrique (c'est-à-dire le nombre de couches qu'il contient) est variable et dépend du temps de pose, du détecteur utilisé et aussi de l'échantillonnage (plus particulièrement du paramètre de « *substepping* », dont on parlera dans la section suivante).

L'échantillonnage : les techniques de « *substepping* » et d'« *overscanning* »

Toutes les observations obtenues dans la configuration de spectrophotométrie en mode d'accumulation sont soumises à une manipulation destinée à améliorer la qualité des données; celle-ci consiste à sur-échantillonner le spectre en le déplaçant par rapport au détecteur entre chaque sous-intégration, et passe par l'emploi de deux techniques nommées « *substepping* » et « *overscanning* ».

Le « *substepping* » a pour but d'améliorer l'échantillonnage dans la direction de la dispersion; pour cela, le spectre est déplacé d'une fraction de diode (élément du détecteur) dans cette direction. La valeur du déplacement est égale à une fraction de la taille d'une diode, cette fraction étant donnée par l'inverse du paramètre de « *substepping* » qui, dans le cas de nos observations, était de 4 (la valeur par défaut pour la configuration de spectrophotométrie en mode d'accumulation).

L'« *overscanning* » consiste à répéter la technique de « *substepping* » sur un nombre de diodes égal à la valeur du paramètre d'« *overscanning* »; cette technique est telle que chaque pixel dans le spectre final contient de l'information provenant de plusieurs diodes, de façon à lisser les variations dues à leur différente sensibilité, ou à prévenir le manque d'information dans le cas d'une diode défectueuse. En ce qui concerne nos observations, le paramètre d'« *overscanning* » était égal à 5 (la valeur par défaut pour la configuration de spectrophotométrie en mode d'accumulation).

La procédure de « *substepping* » augmente le nombre de pixels dans le spectre final; l'« *overscanning* » agit principalement sur le nombre de diodes qui contribuent à l'information dans chaque pixel.

Soient $NXSTEPS$ le nombre de déplacements effectués dans une diode, et $OVERSCAN$ le paramètre d'« *overscanning* »; pour un détecteur linéaire de taille $NDIODES$, le spectre résultant de l'application de ces techniques aura un nombre de pixels $NPIXELS$ donné par l'expression ci-dessous (voir le *HST Data Handbook*) :

$$NPIXELS = [NDIODES + (OVERSCAN - 1)] \times NXSTEPS$$

Un cycle complet d'« *overscanning* » couvre un nombre de diodes égal à la valeur d'*OVERSCAN*; pour chaque diode, on doit compléter le cycle de « *substepping* » correspondant. À la fin de chaque pas de « *substepping* », le résultat de la sous-intégration est gardé en mémoire; ce n'est qu'à la fin du cycle de « *substepping* » que la pose est enregistrée dans une couche du fichier final. Le nombre de couches dans le fichier final (*NCOUCHES*) est fonction du temps total d'intégration (*T*), du temps de pose correspondant à chaque sous-intégration (*t*), et du paramètre de « *substepping* » (*NSTEPS*); la valeur de *NCOUCHES* est donnée par l'expression:

$$NCOUCHES = T / (t \times NSTEPS)$$

Si le temps d'intégration *T* le permet, lorsqu'un cycle d'« *overscanning* » est terminé, on recommence la procédure avec un cycle de « *substepping* » sur la première diode et ainsi de suite jusqu'à la fin du temps d'intégration. On peut avoir un nombre de poses (et donc de couches) qui n'est pas un multiple du paramètre d'« *overscanning* »; dans ce cas, l'« *overscanning* » peut s'arrêter avant la fin du cycle, ce qui ne présente pas de problème.

À présent, prenons le cas des observations utilisées pour nos travaux et calculons le nombre de pixels dans le spectre final de NGC 5252. Le détecteur monté sur le spectrographe FOS était une barrette de 512 diodes; avec ce détecteur et les valeurs associées par défaut aux techniques de « *substepping* » et « *overscanning* » dans la configuration de spectrophotométrie en mode d'accumulation, nous obtenons un spectre étalé sur 2064 pixels.

Le domaine spectral couvert allant de 4570 à 6820 Å, un pixel correspond à environ 1,09 Å (soit $\sim 0,077''$ dans la direction de la dispersion). Lors des observations de NGC 5252, la fente utilisée a été l'ouverture circulaire de 0,26 de diamètre, correspondant à $\sim 3,4$ pixels; nous basant sur cette valeur, nous avons estimé la résolution de nos spectres *HST* à environ 3,7 Å (LMH).

3.3.4 Les observations en imagerie

La caméra

En ce qui concerne les images, nous avons opté de n'extraire des archives que les observations effectuées après la mission de rénovation de la caméra WF/PC en décembre 1993. Nous avons aussi rejeté les images obtenues avec la caméra FOC (*Faint Object Camera*) avant l'installation de COSTAR (*Corrective Optics Space Telescope Axial Replacement*, le module destiné à modifier l'optique du miroir primaire et corriger l'ensemble de l'aberration sphérique). La caméra FOC est destinée aux observations à haute résolution angulaire (0,014''), mais sur un petit champ (au maximum 14'' \times 14'').

Les images de la galaxie IRAS 04210+0400, présentées dans le chapitre consacré à l'étude des objets à « spectre de transition », ont été obtenues avec la WF/PC 2; cette caméra est destinée aux observations sur un grand champ (35'' \times 35'' ou 154'' \times 154''), contrairement à la caméra FOC; avec la WF/PC 2, la résolution angulaire des images

(0,"0455 et 0,"10, respectivement) est inférieure à celle que l'on peut obtenir avec la FOC (0,"014).

Plusieurs filtres sont disponibles pour les observations avec la WF/PC 2; nous pouvons disposer de filtres à bande large et moyenne, ces filtres permettant d'isoler certaines raies en émission, ou le continu. Les images que nous avons extraites des archives ont été obtenues avec la WF/PC 2 à travers trois filtres : deux à bande moyenne (877 Å et 486 Å) pour les raies en émission, centrés autour de $H\alpha+[N II]$ et $H\beta+[O III]$, et un à bande large (1531 Å) centré à 7940 Å (une région où il n'existe pas de raies en émission), pour le continu.

Les détecteurs

La WF/PC 2 est un instrument qui permet de couvrir un champ assez grand; pour cela, il dispose de quatre caméras — trois CCDs « grand-champ » (WFC, *Wide Field Camera*) et une caméra plus petite, qui donne une plus haute résolution, la « caméra planétaire » (ou PC, de l'anglais *Planetary Camera*). Les trois WFC ont une focale de $f/12,9$, tandis que la PC a une focale de $f/28,3$. Chaque CCD couvre 800×800 pixels, et est sensible de 1 200 à 11 000 Å. La taille des pixels n'est pas la même pour les trois caméras : les trois CCDs « grand-champ » ont des pixels deux fois plus grands que ceux de la « caméra planétaire » (environ $15 \mu\text{m} \times 15 \mu\text{m}$). De ce fait, ce détecteur donne une résolution beaucoup plus élevée que les autres (0,"0455 par pixel, contre 0,"0996 pour les WFCs); en revanche, son champ est plus réduit ($35'' \times 35''$ contre $77'' \times 77''$ pour les CCDs « grand champ »). Les WFCs sont disposées en forme de « L », avec la « caméra planétaire » positionnée sur le coin intérieur du « L ». L'image de l'objet observé est normalement sur la « caméra planétaire », qui donne une plus haute résolution, mais la mosaïque des 4 caméras peut être utilisée pour former l'image d'un objet de grandes dimensions. L'image de la galaxie IRAS 04210 + 0400 a été obtenue avec la « caméra planétaire ».

3.4 Le télescope de 2,60 m du BAO

3.4.1 Le télescope

L'Observatoire de Byurakan (BAO), en Arménie, dispose d'un télescope de 2,60 m inauguré en 1976; hors-service pendant quelques années, il a récemment été remis en service dans le cadre du programme de jumelage France-Arménie. Le télescope dispose de quatre foyers (primaire, Cassegrain, Nasmyth et coudé), mais à cause de l'état des miroirs, qui n'ont pas été aluminés depuis très longtemps, seul le foyer primaire ($f/3,8$) est utilisé; l'instrumentation consiste en un système de pointage et guidage automatique (une bonnette), un réducteur focal (similaire à EFOSC) et un détecteur (un CCD).

3.4.2 Le spectro-imageur ByuFOSC-2

Le 2,60 m est à présent équipé d'un spectro-imageur, le ByuFOSC-2 (*Faint Object Spectral Camera for 2,60 m telescope*). Le ByuFOSC-2 peut fonctionner en trois modes — imagerie, spectroscopie et interférométrie (grâce à un Fabry-Pérot). Nous avons effectué

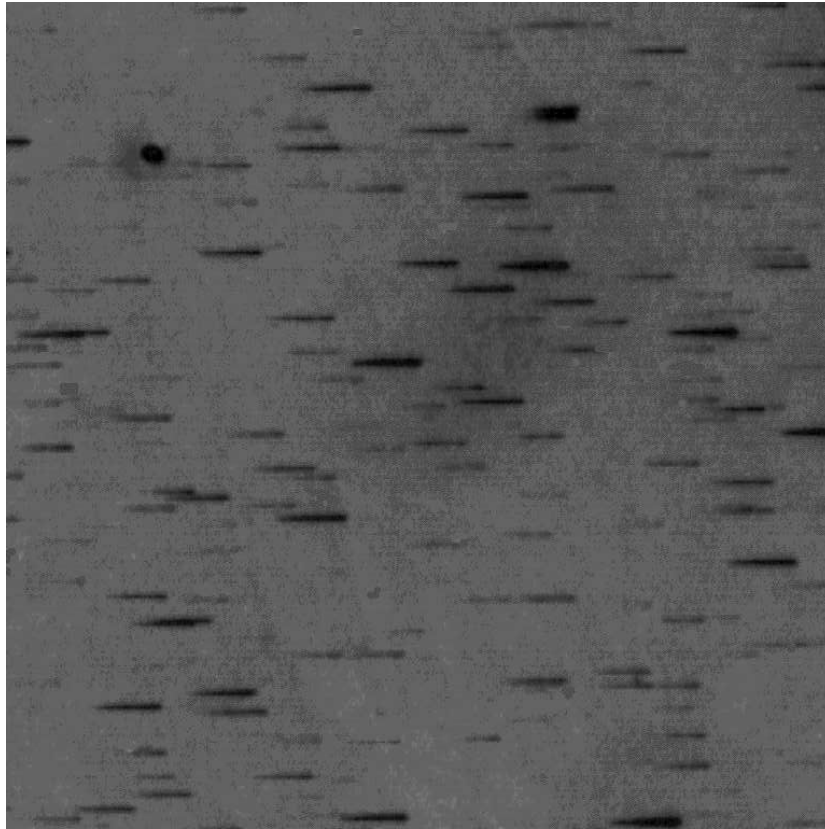


FIG. 3.4: Plus de 2 000 plaques photographiques (Kodak IIaF et 103aF) ont été prises avec le télescope de Schmidt du BAO entre 1965 et 1980 par Markarian et ses co-équipiers (Markarian et al. 1989); chaque plaque fait $16\text{ cm} \times 16\text{ cm}$ (ou $4^\circ \times 4^\circ$) de côté et contient les spectres d'environ 15 – 20 000 objets. La figure montre un détail d'une des plaques originales du relevé de Markarian (obtenue à l'aide d'un élément disperser) aimablement mise à ma disposition par le Dr. A. Mickaelian de l'Observatoire de Byurakan.

quelques observations en mode spectroscopique. Dans cette configuration, la longueur de la fente correspond à $5'$ sur le ciel. La largeur de la fente est variable; elle était d'environ $2''$ au moment de nos observations. La turbulence moyenne au BAO est de $\sim 2,5''$.

Pour le moment, un seul réseau est disponible; il offre une dispersion d'environ $2,7\text{ \AA}$ par pixel (142 \AA mm^{-1}), ce qui correspond à un domaine spectral allant de $4\,500 - 7\,000\text{ \AA}$.

3.4.3 Le détecteur

Le détecteur monté au foyer primaire du 2,60 m pour les observations avec le spectro-imageur ByuFOSC-2 est un CCD Thomson de $1\,060 \times 1\,028$ pixels de $19\text{ }\mu\text{m} \times 19\text{ }\mu\text{m}$; l'échelle au niveau du détecteur est de $0,63''$ par pixel.

3.5 Le télescope de Schmidt du BAO

Les télescopes de Schmidt permettent d'avoir un grand champ associé à une résolution spatiale de l'ordre de la qualité des images sur le site (la turbulence), ce qui n'est pas possible avec les autres types de télescope, plus fréquemment utilisés; en effet, la surface sur laquelle l'image n'est pas entachée d'aberrations importantes introduites par les miroirs est très réduite, limitant le champ de vision à quelques minutes d'arc; ce champ peut être augmenté jusqu'à 1° grâce à des systèmes correcteurs placés avant le foyer primaire, mais des grands champs (d'environ $6^\circ \times 6^\circ$) ne peuvent être obtenus qu'avec des télescopes de Schmidt. L'optique de ces télescopes consiste en un miroir primaire sphérique; l'aberration sphérique introduite par le miroir est corrigée par une lame de verre asphérique et transparente à l'UV placée à l'entrée du tube du télescope, au centre du miroir.

Des plaques photographiques sont utilisées pour garder une trace des objets dans le champ avec une résolution de l'ordre de la turbulence; ces plaques ont un grain très fin et sont très sensibles dans le bleu, couvrant un domaine de longueurs d'onde entre $3\,200 \text{ \AA}$ et environ $5\,200 \text{ \AA}$. D'autres émulsions permettent d'obtenir des images dans le visible (V) et rouge lointain (parfois appelé « infrarouge » pour ce type de plaques).

Installé en 1960, le télescope de Schmidt du BAO possède un miroir d'environ 1,3 m (52 pouces); la lame correctrice fait environ 1 m (40 pouces). Ce Schmidt a été l'instrument utilisé par Markarian pour son relevé de galaxies avec un excès d'émission dans l'ultraviolet (Fig. 3.4); ce relevé (le FBS) est discuté plus en détail dans le Chapitre 8.

Dans le même chapitre, le lecteur trouvera une étude fondée sur ce même relevé; notre étude a mis en évidence l'existence de nouveaux quasars dans le FBS grâce à des observations effectuées aux télescopes de 2,60 m du BAO et de 1,93 m de l'OHP. Les implications de ce résultat sont discutées dans le même chapitre.

Références

- Dekker H., D'Odorico S., Arsenault R., 1988, *A&AS* 189, 353
Lemaître G., Kohler D., Lacroix D., Meunier J.-P., Vin A., 1989, *A&A* 228, 546
Markarian B.E., Lipovetsky V.A., Stepanian J.A., Erastova L.K., Shapovalova A.I., 1989, *Commun. Special Astrophys. Obs.* 62, 5

Les observations

Dans ce chapitre, on s'intéresse aux étapes de préparation, acquisition et dépouillement des observations conduites avec le spectrographe CARELEC au télescope de 1,93 m de l'OHP; l'analyse de ces données faisant l'objet de quelques publications jointes au manuscrit, elle n'est pas abordée ici. Nous décrivons la procédure suivie lors de nos missions d'observation, notamment en ce qui concerne la préparation de la nuit, et l'acquisition des poses scientifiques et d'étalonnage; on y discute également des problèmes rencontrés lors du dépouillement des données et des méthodes utilisées pour corriger les effets de l'absorption atmosphérique sur les spectres stellaires et de galaxies, et pour enlever la contribution stellaire dans les spectres des AGNs.

4.1 Description des observations

Au total, 13 missions d'observation (64 nuits) ont été effectuées au télescope de 1,93 m de l'OHP avec le spectrographe CARELEC; la liste des nuits d'observation est donnée dans le Tableau 4.1. Au cours de ces missions, plus de 700 spectres ont été obtenus et dépouillés; on ne présentera dans ce manuscrit que les spectres publiés, ou en relation avec les travaux conduits dans le cadre de cette thèse.

Les observations listées dans le Tableau 4.1 concernent tous les travaux de recherche mentionnés dans l'introduction générale (Chapitre 1) et discutés dans le cadre de cette thèse, à savoir : la recherche de nouveaux quasars (Chapitre 8); l'étude des objets à « spectre de transition » et la classification des galaxies à raies en émission, basée sur leur spectre visible (Chapitre 5); l'étude spectroscopique de NGC 5252 (Chapitre 6) et de KUG 1031+398 (Chapitre 7).

Les paragraphes suivants traitent de la procédure suivie lors de la préparation et de l'acquisition des données (étapes « avant » et « pendant » la nuit d'observation); la description de la procédure est générale, l'acquisition des données étant réalisée de façon similaire pour toutes les nuits, indépendamment du programme scientifique conduit.

TAB. 4.1: Liste des missions conduites entre les années 1995 et 1998 avec le spectrographe CARELEC, attaché au foyer Cassegrain du télescope de 1,93 m de l'OHP.

Nuit	Date des observations	Dispersion (\AA mm^{-1})	Région spectrale	Conditions météorologiques
1	21.03.95	66	H α	Bonne transparence
2	22.03.95	66	H α	Bonne transparence
3	24.08.95	260	H β +H α	Quelques nuages en début de nuit
4	25.08.95	260	H β +H α	Turbulence médiocre (5'')
5	26.08.95	260	H β +H α	Bonne transparence; turbulence 5'' - 7''
6	27.08.95	260	H β +H α	Bonne transparence; turbulence 4'' - 6''
7	28.08.95	66	H α	Bonne transparence; turbulence 5''
8	29.08.95	66	H α	Bonne transparence; turbulence 5'' - 6''
9	30.08.95	66	H α	Partiellement couvert
10	31.08.95	66	H β	Bonne transparence; turbulence 5'' - 6''
11	01.09.95	66	H β	Bonne transparence; turbulence 4'' - 6''
12	02.09.95	66	H β	Partiellement couvert
13	03.09.95	66	H β	Transparence médiocre
14	09.05.96	66	H α	Partiellement couvert
15	10.05.96	66	H α	Partiellement couvert
16	11.05.96	66	H β	Partiellement couvert
17	12.05.96	66	H β	Couvert
18	13.05.96	66	H β	Partiellement couvert
19	07.06.96	66	H β	Ciel absorbé
20	08.06.96	66	H β	Absorbé en début de nuit
21	09.06.96	66	H α	Ciel absorbé
22	19.06.96	66	H α	Couvert
23	20.06.96	66	H α	Couvert
24	21.06.96	66	H α	Nuit médiocre
25	22.06.96	66	H α	Nuit médiocre
26	15.07.96	66	H β	Excellente nuit
27	16.07.96	66	H β	Excellente nuit
28	23.07.96	66	H α	Partiellement couvert
29	24.07.96	66	H α	Nuit médiocre
30	25.07.96	66	H α	Nuit médiocre

TAB. 4.1: Liste des missions conduites avec CARELEC au 1,93 m de l'OHP (suite).

Nuit	Date des observations	Dispersion (\AA mm^{-1})	Région spectrale	Conditions météorologiques
31	06.01.97	66	H β	Couvert
32	07.01.97	66	H β	Partiellement couvert
33	08.01.97	66	H β	Couvert
34	09.01.97	66	H α	Partiellement couvert
35	10.01.97	66	H α	Excellente nuit
36	04.03.97	66	H β	Partiellement couvert
37	05.03.97	66	H β	Bonne transparence
38	06.03.97	66	H β	Bonne transparence
39	07.03.97	66	H β	Bonne transparence
40	08.03.97	66	H α	Bonne transparence
41	09.03.97	66	H α	Bonne transparence
42	10.03.97	66	H α	Excellente nuit
43	11.03.97	66	H α	Bonne transparence
44	12.03.97	66	H α	Bonne transparence
45	13.03.97	66	H β	Quelques nuages en début de nuit
46	27.10.97	260	H β +H α	Couvert; 3 heures d'observation
47	28.10.97	260	H β +H α	Couvert; 3 heures d'observation
48	29.10.97	33	H α	Bonne transparence; turbulence 2,"5 – 4,"0
49	30.10.97	33	H β	Bonne transparence; turbulence 2,"5 – 3,"5
50	31.10.97	66	H α	Bonne transparence; turbulence 2,"5 – 3,"5
51	01.11.97	66	H β	Passage de nuages après minuit
52	02.11.97	66	H β	Bonne nuit
53	25.05.98	260	H β +H α	Bonne nuit
54	26.05.98	260	H β +H α	Bonne nuit
55	27.05.98	66	H β	Couvert; 30 min d'observation
56	28.05.98	66	H β	Couvert
57	29.05.98	66	H β	Passages de nuages
58	30.05.98	66	H β	Couvert; 1 heure d'observation
59	31.05.98	66	H α	Couvert; 1 heure d'observation
60	01.06.98	66	H α	Couvert; 30 min d'observation
61	15.06.98	66	H β	Bonne nuit (CCD EEV42–20)
62	16.06.98	66	H α	Bonne nuit (CCD EEV42–20)
63	20.07.98	66	H β	Bonne nuit; turbulence 2" – 2,"5
64	21.07.98	66	H α	Couvert; quelques problèmes techniques

4.2 Préparation de la nuit d'observation

Plusieurs tâches doivent être accomplies avant une mission d'observation ; la préparation de la nuit englobe des opérations aussi différentes que la mise au point des instruments (téléscope et spectrographe) et la préparation de bonnes cartes de pointage et de la liste des coordonnées des objets à observer. Le choix de ces objets est fait en fonction de leur intérêt scientifique, mais aussi de leur « observabilité » avec les instruments disponibles ; cela dépend des caractéristiques des instruments.

Quelques points à prendre en compte lors de la préparation de la nuit d'observation sont énumérés ci-dessous.

4.2.1 Choix du réseau et de la longueur d'onde centrale

La résolution nécessaire, et donc le choix du réseau à utiliser, est fonction du programme scientifique ; on ne s'attardera pas sur ce sujet, déjà traité dans le Chapitre 3. L'intervalle de longueurs d'onde est choisi en fonction du décalage vers le rouge des galaxies à observer.

À cause des caractéristiques du détecteur, il a été nécessaire, pour les observations à 66 \AA mm^{-1} et 33 \AA mm^{-1} , d'observer deux fois chaque objet de façon à obtenir des données dans les deux domaines de longueur d'onde qui nous intéressent (centrés sur les raies en émission de la série de Balmer, $H\alpha$ et $H\beta$). Pour optimiser le temps d'observation, nous avons choisi de ne pas modifier la configuration du spectrographe en cours de nuit, ce qui équivaut à limiter les valeurs du décalage vers le rouge des objets à observer à un certain intervalle. Étant donné que la majorité des galaxies de nos programmes présentent un décalage vers le rouge modéré (c'est-à-dire inférieur à 0,1), nous avons restreint nos observations, dans une première étape, aux objets ayant un décalage vers le rouge de cet ordre de grandeur. Des missions d'observation ultérieures ont permis d'élargir l'intervalle de décalages vers le rouge.

4.2.2 Choix des objets selon leur « observabilité »

La magnitude des objets qui peuvent être observés avec le télescope de 1,93 m de l'OHP est limitée par la sensibilité de la caméra utilisée pour le repérage des champs. Avec CARELEC, il est possible d'intégrer pour observer des objets faibles, mais étant donné qu'il est très difficile de pointer des objets plus faibles que la 18^{ème} magnitude, les objets de nos échantillons ont été sélectionnés avec des magnitudes dans le visible inférieures à cette valeur.

Du fait que les 13 missions d'observation obtenues au télescope de 1,93 m ont couvert toutes les saisons, nous avons pu observer des objets à toutes les ascensions droites. En ce qui concerne l'intervalle de déclinaison couvert par nos échantillons, l'OHP étant situé à $+43^{\circ}56'$ de latitude, pour ne pas observer à des masses d'air beaucoup plus grandes que 2 (distance zénitale = 60°), nous n'avons pris dans nos échantillons que les objets dont la déclinaison est supérieure à -20° (à $\delta = -20^{\circ}$ et pour un angle horaire de 0, la masse d'air vaut 2,3).

4.2.3 Cartes de pointage et coordonnées

Le pointage du télescope peut être surveillé à partir de la salle de contrôle, sur la caméra de pointage/guidage; celle-ci offre le choix entre deux tailles de champ de vue : 5,5' et 2,3'. Pour faciliter l'identification du champ, on prépare les cartes de pointage avec les mêmes dimensions que le plus grand champ offert. Nos cartes ont été obtenues avec le DSS¹; quand peu d'objets étaient visibles dans le champ, nous avons préparé des cartes plus grandes (7' × 7'), de façon à faciliter la reconnaissance du champ lors des observations.

Disposer de bonnes coordonnées est important. Nous avons donc mesuré la position de chaque objet dans nos échantillons sur le DSS, comme indiqué dans Véron-Cetty & Véron (1996). Ainsi, toutes les coordonnées données dans le manuscrit ont une précision de l'ordre de 0,6".

4.2.4 Mise au point de l'instrument

La mise au point de l'instrument passe par deux étapes : la première concerne la mise au point du spectrographe et la deuxième, celle du télescope. La mise au point du spectrographe ne nécessite pas de poses sur le ciel et peut, donc, être faite pendant l'après-midi, ce qui nous permet d'optimiser le temps consacré aux observations. La mise au point du télescope est faite en début de nuit, sur une étoile brillante; cette procédure peut être effectuée sans perte de temps d'observation, car nos objets sont normalement faibles, et donc pas visibles au crépuscule.

La mise au point du spectrographe consiste à faire en sorte que l'image de la fente soit sur le détecteur. Pour cela, nous utilisons une des lampes d'étalonnage disponibles dans le spectrographe. La fente est illuminée uniformément par la lampe, et chacune de ses raies en émission produit une image de la fente sur le détecteur. Plusieurs poses sont alors lancées, en variant légèrement la position du miroir de chambre (voir la Figure 3.1) entre chaque pose; ceci équivaut à changer la mise au point du spectrographe. La position optimale du miroir de chambre est celle qui correspond à la valeur minimale de la largeur de l'image de la fente.

La deuxième étape dans la mise au point de l'instrument consiste à s'assurer que l'image de l'objet (étoile ou galaxie) est bien sur la fente du spectrographe; c'est la mise au point du télescope. Cette mise au point est effectuée en déplaçant légèrement le miroir secondaire (voir la Figure 3.1). On peut faire la mise au point du télescope soit « visuellement », sur l'image d'une étoile brillante dans la caméra de pointage/guidage, soit, de façon plus précise, en mesurant la largeur des spectres de l'étoile obtenus pour les différentes positions du miroir secondaire; la mise au point du télescope est optimale lorsque la largeur du spectre est minimale. Cette méthode est beaucoup moins rapide que la première.

Lors de la mission du 4 au 13 mars 1997, nous avons suivi l'évolution de la mise au point du télescope. Nous avons pu vérifier une forte variation de cette mise au point au cours de la nuit en fonction de la température dans la coupole; la Figure 4.1 illustre cet effet. Nous constatons que l'amplitude des variations n'est pas négligeable, d'où la

1. Le DSS (*Digitized Sky Survey*) a été produit par le STScI (*Space Telescope Science Institute*), grâce à une subvention (référence NAG W-2166) attribuée par le gouvernement des États Unis.

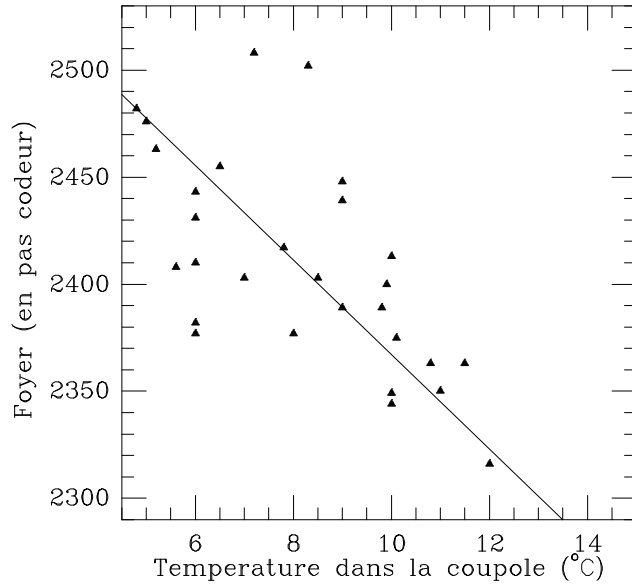


FIG. 4.1: Dans cette figure nous avons représenté la façon dont la mise au point varie en cours de nuit en fonction de la température dans la coupole. L'axe des ordonnées (la mise au point) donne la position du foyer, mesurée en « pas codeur » ; 10 pas codeur valent $0''9$.

nécessité de corriger souvent la valeur de mise au point initiale, estimée en début de nuit.

La procédure de mise au point du télescope, si elle n'est pas faite visuellement, permet aussi l'estimation de la turbulence. La turbulence médiane à l'OHP est d'environ $2''0 - 2''5$, mais des valeurs de l'ordre de $1''5$ ont été observées lors des meilleures nuits. Nous avons pris ces valeurs en compte pour le choix de la largeur de fente lors de nos observations ($2''1$ en général); ce sujet a été traité dans le chapitre précédent.

Une fois toutes les tâches de préparation de la mission accomplies, nous sommes prêts à passer à l'étape suivante : l'acquisition des données.

4.3 Acquisition des données

Nous allons décrire deux types de poses : celles que nous appellerons « poses d'étalonnage » et qui désignent les poses effectuées avec des lampes dans le but d'étalonner les spectres; et les « poses sur le ciel », qui peuvent être de nature scientifique (pose sur un des objets dans nos échantillons) ou avoir pour but d'étalonner les spectres (pose sur une étoile standard).

L'acquisition des fichiers d'étalonnage (continu, biais, lampes d'étalonnage en longueur d'onde) est effectuée de préférence dans les heures précédant le début de nuit et aussi à la fin de chaque session d'observation, de façon à optimiser le temps d'observation. Ces fichiers sont indispensables, et servent à corriger les données brutes de tous les effets inhérents aux instruments, ainsi qu'à les transformer en des unités physiques; ceci inclut la mise en longueur d'onde et la conversion des ADUs (*Analogic to Digital converter Unit*, une unité de flux propre au détecteur) en $\text{ergs}^{-1} \text{\AA}^{-1}$.

4.3.1 Le biais

Les CCDs enregistrent la lumière qui arrive d'un objet donné sur des cellules individuelles, les pixels; le flux est alors mesuré en ADUs. Les CCDs ont une limite de saturation, qui dans le cas du TK512 et du EEV42-20 était de 32 768 ADU (saturation numérique qui intervient avant la saturation des puits). Le temps de pose sur un objet ou une lampe doit donc être choisi en fonction des particularités de l'objet que l'on souhaite mettre en évidence, mais aussi en veillant à ne pas dépasser cette limite supérieure. En ce qui concerne la limite inférieure, à cause du bruit (bruit de lecture, bruit de photons) on peut être confronté à une situation où certains pixels auraient une valeur négative; or les convertisseurs analogique-digitaux ne connaissent que les valeurs positives. Pour éviter cela, un décalage du « zéro électronique » est introduit artificiellement. Ce décalage (aussi appelé « biais » ou « *offset* ») peut être facilement mesuré et doit être soustrait des poses brutes avant toute autre manipulation.

Pour estimer la valeur du biais, on effectue une pose d'étalonnage de durée nulle, qui porte le même nom (*offset*). On obtient une image dont le fond est constant, entaché du bruit de lecture, sa valeur étant la valeur du biais. L'écart moyen (*rms*, ou « *root mean square* ») peut être aussi mesuré, et sa valeur réduite en prenant la moyenne de plusieurs biais (le *rms* est inversement proportionnel à la racine du nombre de fichiers pris pour la moyenne). Cependant, il est important d'examiner les poses individuelles avant de les moyenner, car il est possible que certaines d'entre elles soient impropres.

Lors de nos observations, une série de 10 à 15 poses a été obtenue en début de nuit; une petite série de 5 poses a aussi été lancée à la fin de chaque session d'observation, pour vérifier que la valeur du biais n'avait pas varié au cours de la nuit de façon intempestive, signe de quelque problème électronique. La valeur du biais changeant peu en cours de nuit, on peut utiliser la moyenne de toutes les poses d'*offset* obtenues au cours de la mission pour le dépouillement.

4.3.2 Le continu

Les pixels d'un CCD n'ont pas tous la même sensibilité; il est possible de mesurer ces différences et de les corriger sur les autres poses obtenues avec le même instrument et dans la même configuration.

Pour cela, on expose le détecteur à une lumière à spectre continu (dans le cas de nos observations, une lampe au tungstène) qui doit éclairer la fente uniformément; les poses ainsi acquises portent le nom de « continu » ou « *flat field* ». On peut faire la moyenne de ces poses et utiliser celle-ci pour construire un *flat field* normalisé, c'est-à-dire un fichier qui traduit les différences de sensibilité entre les pixels, mais dont la moyenne vaut 1.

Avant toute autre opération, il faut soustraire l'*offset* du *flat field* moyen; cela fait, le *flat field* normalisé est obtenu en prenant la moyenne de plusieurs colonnes², représentante du *flat field* moyen, que l'on répète autant de fois que le détecteur a de colonnes, en créant un fichier qui a la même taille que le fichier de *flat field* moyen. En faisant le rapport des deux fichiers (le continu moyen et ce dernier fichier), on obtient le *flat field* normalisé.

2. Ceci est valable pour le CCD TK512, dont les colonnes sont parallèles à la direction de la dispersion. Pour le CCD EEV42-20, nous avons pris une ligne, car la direction de la dispersion dans ce CCD est perpendiculaire à celle du CCD TK512.

Le *flat field* normalisé peut être encore traité de façon à supprimer les traces possibles résultant de la présence de poussières sur les densités utilisées pour l'acquisition des continus (on observe deux traits parallèles dans la direction de la dispersion, plus faibles que le fond continu), ou celles résultant de petits trous dans la couche qui recouvre les densités (on observe deux traits parallèles dans la direction de la dispersion, plus intenses que le fond continu). Du fait que ces traces proviennent d'un élément du système qui ne va pas être présent au moment de l'acquisition des poses sur le ciel, il est important d'enlever ces effets du *flat field* normalisé. Pour cela, on procède de la façon décrite ci-dessus, en créant un fichier de la même taille que le *flat field* normalisé à partir de l'une des lignes, que l'on répète autant de fois que le détecteur a de lignes. On obtient ainsi un fichier qui reproduit les traits parallèles dûs aux petits défauts des densités, et qui va nous permettre de les corriger sur le *flat field* normalisé. Une fois corrigé de ces effets, le *flat field* normalisé peut être utilisé pour traiter les spectres bruts de nos objets.

4.3.3 Étalonnage en longueur d'onde

Pour raccorder les spectres en longueur d'onde, c'est-à-dire pour établir une correspondance entre la position d'un point sur le CCD et sa longueur d'onde, on utilise des lampes à raies en émission. Nous avons utilisé des lampes au néon, argon ou hélium, selon le domaine de longueurs d'onde des observations.

Pour corriger des dérives possibles dues aux variations de température et de gravité (le spectrographe utilisé étant installé au foyer Cassegrain du télescope), il est en principe nécessaire d'effectuer fréquemment des poses d'étalonnage. Si l'on veut obtenir des mesures très précises de vitesse radiale, on est amené à faire une pose d'étalonnage avant et après chaque pose sur le ciel, sans changer la position du télescope.

Nous avons choisi de rentabiliser le temps d'observation en faisant les mesures destinées à l'étalonnage des spectres uniquement en début et en fin de nuit ; nous verrons que cela ne compromet en rien la qualité de nos résultats, car les variations observées dans les images d'étalonnage restent inférieures à la précision souhaitée pour nos travaux.

Pendant la mission du 4 au 13 mars 1997, nous avons étudié la stabilité des observations en $H\alpha$ et $H\beta$ au cours de la nuit, obtenant des résultats similaires ; on ne présentera ici que deux graphiques illustrant les résultats obtenus dans la région spectrale rouge.

Nous avons mesuré la position de la raie du ciel $[O\ I]\lambda 6363,78$ sur les spectres de 60 objets étalonnés avec une seule pose d'étalonnage, obtenue le 10.03.97 en début de nuit. Nous avons porté sur des diagrammes la longueur d'onde mesurée en fonction de deux paramètres : la température dans la coupole et la masse d'air. Nous avons observé que les différences entre la valeur de la longueur d'onde de la raie du ciel étalonnée avec une seule pose, et la longueur d'onde réelle, ne varient ni avec la température, ni avec la masse d'air (au moins pour les masses d'air inférieures à 1,5) ; ce résultat est illustré par la Figure 4.2. Les variations observées d'une pose à l'autre ont une dispersion correspondant à environ 10 km s^{-1} (*rms*), ce qui justifie la procédure adoptée.

4.3.4 Étoiles standard

Pour raccorder les spectres observés en flux, il est nécessaire d'observer des étoiles standard, c'est-à-dire des étoiles non variables (fréquemment des naines blanches) dont

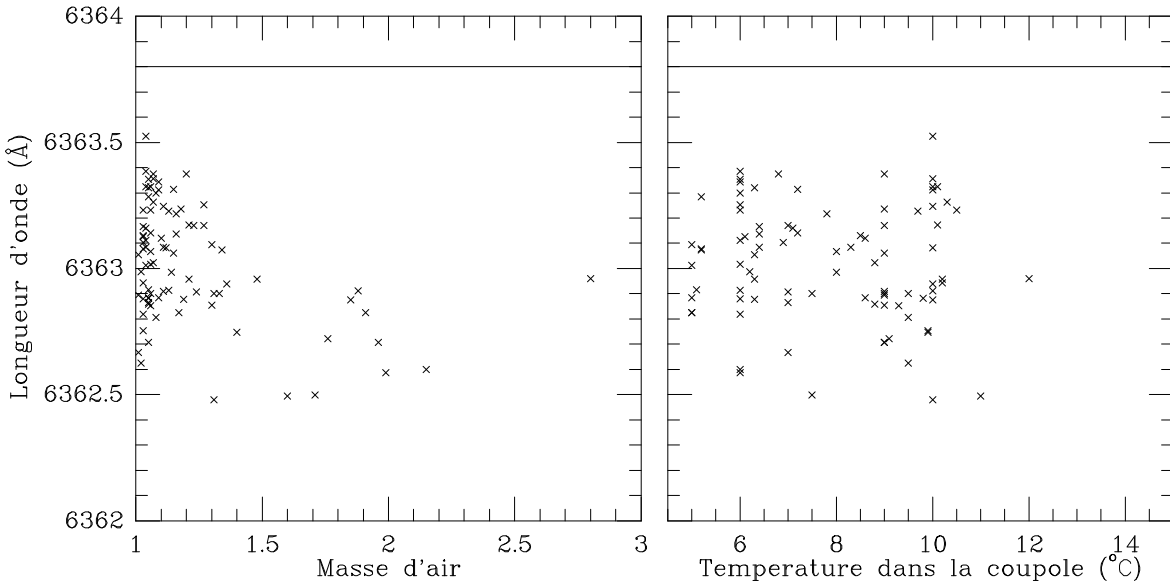


FIG. 4.2: Dans la figure de gauche, nous avons porté les valeurs de la longueur d'onde de la raie du ciel $[O\ I]\lambda 6363,78$ mesurées pour 60 objets observés en mars 1997 en fonction de la masse d'air. La longueur d'onde moyenne observée pour cette raie du ciel est $\lambda 6363,128\ \text{\AA}$, avec un écart $\sigma = 0.21\ \text{\AA}$, soit $10\ \text{km s}^{-1}$; la valeur moyenne de la longueur d'onde mesurée n'est pas centrée sur $6363,78\ \text{\AA}$ (valeur marquée sur les figures par un trait continu) car le chemin optique n'est pas le même pour les lampes d'étalonnage et pour les poses sur le ciel. La figure de droite montre les valeurs de la longueur d'onde mesurée portées en fonction de la température dans la coupole; aucune tendance n'y est visible. Il en résulte que l'étalonnage en longueur d'onde est stable au cours de la nuit, et qu'il n'est donc pas nécessaire, dans notre cas, d'effectuer des poses d'étalonnage avant et après la pose sur l'objet.

la distribution spectrale absolue est connue. Les étoiles standard ont été observées à masses d'air aussi faibles que possible et dans les mêmes conditions que les objets faisant partie de nos échantillons; nous avons donc gardé la largeur de la fente constante pendant toute la nuit. Chaque nuit, nous avons essayé d'observer au moins deux étoiles standard; le temps de pose sur ces étoiles brillantes a été de 5 minutes.

4.3.5 Galaxies « template »

Il est parfois nécessaire de corriger les spectres des noyaux actifs de galaxie de la contribution stellaire; pour cela, on observe des galaxies « template ». Ces galaxies vont servir à corriger nos spectres de l'émission provenant des étoiles de population II dans le bulbe galactique. Ce sujet est traité plus en détail ci-dessous, dans la Section 4.4.6.

4.3.6 Poses scientifiques

Les objets de nos échantillons sont principalement de deux types : des galaxies de Seyfert ou des régions H II, donc des objets étendus; des candidats quasar (voir l'étude

présentée dans le Chapitre 8), c'est-à-dire des objets d'apparence stellaire, ponctuelle. Pour les deux types d'objet, seul le noyau actif, brillant, nous intéresse; dans le premier cas, il faut donc centrer le noyau de la galaxie sur la fente et veiller à réduire au mieux la contribution due à la population stellaire de la galaxie (surtout à la population d'étoiles dans le noyau galactique); dans le deuxième cas, tout l'objet (noyau actif et galaxie hôte) est dans la fente, mais la contribution de la galaxie sous-jacente au quasar est très faible.

Le temps de pose

Comme nous l'avons vu, l'échantillon de nos objets est limité en magnitude à 17,5 – 18; les objets les plus brillants ont une magnitude d'environ 14 – 15. Le temps de pose a été estimé empiriquement en fonction des caractéristiques à mettre en évidence dans le spectre des objets (présence/absence de raies en émission pour la recherche et classification d'AGNs, profil des raies pour les études des objets à « spectre de transition », etc.), des caractéristiques de l'instrument et aussi des conditions météorologiques. L'expérience nous a montré que, en moyenne, un temps de pose de 20 minutes était suffisant pour mettre en évidence les structures que nous cherchions à étudier.

Pour les quelques galaxies dont le décrement de Balmer (le rapport entre le flux des raies $H\alpha$ et $H\beta$) est très grand (en général des galaxies IRAS), il a fallu exposer trois fois plus dans le bleu. Quand les conditions météorologiques l'exigeaient, nous avons étendu le temps de pose à 30 min, ou effectué des poses additionnelles.

L'angle de position et la réfraction différentielle de la lumière par l'atmosphère

Pendant nos observations, la fente a été généralement orientée dans la direction nord-sud ou est-ouest et non selon l'angle parallactique, comme il est d'usage, de façon à minimiser les éventuelles pertes de lumière dues à la réfraction différentielle; l'angle de position n'a été changé que lorsqu'une galaxie autre que celle que nous souhaitons observer était également présente dans le champ. Lorsque ce fut le cas, nous avons en général tourné la fente du spectrographe de façon à observer les deux objets simultanément.

La réfraction différentielle de la lumière par l'atmosphère peut avoir des conséquences importantes sur les observations spectroscopiques. En effet, même en travaillant à faible masse d'air (de l'ordre de 1,5), l'image d'un objet à 4000 Å est déplacée de 1,"1 dans la direction opposée au zénith par rapport à l'image à 6000 Å (Filippenko 1982). Il est recommandé de prendre en compte la réfraction différentielle lorsque le déplacement de l'image constitue une fraction significative de la largeur de la fente; cet effet est d'autant plus important que les observations se font avec une fente étroite (car les pertes de lumière seront plus importantes), ou que nos études impliquent des mesures relatives de flux sur un domaine de longueurs d'onde étendu.

Pour éviter l'effet de la réfraction différentielle on peut orienter la fente du spectrographe selon l'angle parallactique, c'est-à-dire l'angle de position pour lequel la fente est perpendiculaire à l'horizon; l'image de l'astre observé est alors sur la fente pour toutes les longueurs d'onde.

Si l'on préfère optimiser le temps d'observation, on peut minimiser les effets de la réfraction différentielle en observant (autant que possible) à de faibles masses d'air; c'est ce que nous avons choisi de faire. De plus, cet effet est faible dans la région spectrale

voisine de $H\alpha$, étant plus intense dans le bleu ($\sim 4000 \text{ \AA}$); or nos observations ont été préférentiellement acquises autour de $H\beta$ et $H\alpha$, et sur des domaines de longueur d'onde assez étroits (environ 900 \AA pour les observations conduites dans le cadre de l'étude des objets à « spectre de transition »). Nous n'avons donc pas cherché à orienter la fente du spectrographe selon l'angle parallactique, car nos données sont peu affectées par la réfraction différentielle.

4.4 Dépouillement des données

4.4.1 Obtention du spectre brut à une dimension

Les données enregistrées par le détecteur CCD sont affectées par des nombreux effets instrumentaux, qu'il faut corriger avant de procéder à l'analyse du spectre. Le détecteur lui-même introduit des effets que l'on peut corriger grâce aux poses d'*offset* et de *flat field*, considérées ci-dessus. La première étape dans la procédure de dépouillement des données est de soustraire le biais des poses sur le ciel; la seconde est de les diviser par le continu normalisé.

Le flux de l'objet observé est normalement étalé sur plusieurs colonnes sur le CCD; en calculant la moyenne de ces colonnes³, nous obtenons le spectre (à une dimension) de l'objet. En moyenne, 3 colonnes ont été prises.

4.4.2 Correction de l'émission du ciel nocturne

Superposées au spectre de l'objet observé, il y a des raies en émission du ciel nocturne et des lampes au sodium ou au mercure de l'éclairage public.

L'étape suivante dans le dépouillement des données consiste donc à enlever ces raies du spectre de l'objet. Pour cela, nous considérons la contribution du ciel à droite et à gauche du spectre de l'objet, en veillant à ne pas le prendre trop proche du spectre, en particulier quand l'objet est étendu. En soustrayant le « ciel moyen » du spectre, nous éliminons ces raies, étrangères à l'objet, en même temps que nous corrigeons le spectre du fond de ciel.

4.4.3 Étalonnage en longueur d'onde

Sur un spectre d'étalonnage en longueur d'onde, décrit ci-dessus, on identifie quelques raies et on détermine la fonction de dispersion qui donne l'équivalence entre la position de la raie sur le CCD (en pixels) et la valeur de longueur d'onde correspondante (en \AA); cette fonction est utilisée pour étalonner les poses sur le ciel.

En principe, une autre façon d'étalonner les spectres consisterait à utiliser comme étalon les raies du ciel. En théorie, cette méthode est plus précise que la précédente, car dans ce cas, le chemin optique de l'objet observé et des raies d'étalonnage est le même; en pratique, il a trop peu de raies du ciel pour un bon étalonnage. La mesure de la longueur

3. Nous considérons le cas du CCD TK512, dont les colonnes sont parallèles à la direction de la dispersion; pour le CCD EEV42-20, il s'agit bien évidemment des lignes. En ce qui concerne la quantité de colonnes à additionner, étant donné qu'un pixel (du CCD TK512) équivaut à environ une seconde d'arc sur le ciel, nous l'avons prise de l'ordre de grandeur de la valeur de la turbulence lors des observations.

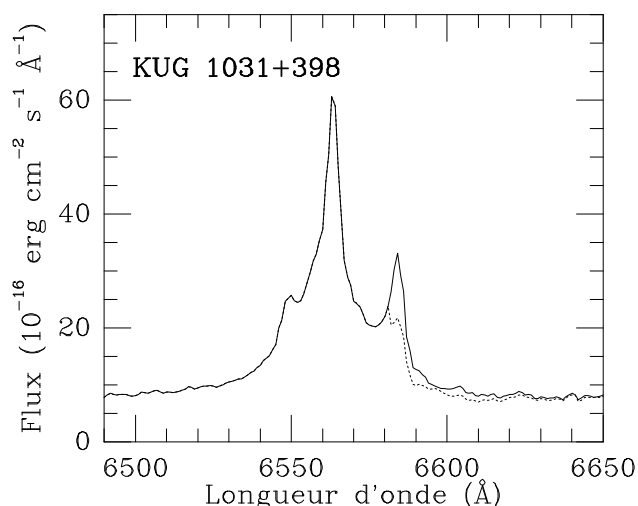


FIG. 4.3: La figure montre le spectre au repos de la galaxie KUG 1031+398 avant (pointillés) et après (tracé continu) la correction de l'absorption atmosphérique. La raie [N II] $\lambda 6583$ est observée à ~ 6870 Å, c'est-à-dire à l'emplacement de la bande B; la différence d'intensité et de largeur de cette raie avant et après la correction est bien visible sur la figure.

d'onde des raies du ciel permet, néanmoins, de déterminer le décalage entre l'étalonnage fait à partir de la lampe et l'étalonnage absolu (voir la Section 4.3.3).

4.4.4 Étalonnage en flux

Les poses acquises sur les étoiles standard vont nous permettre d'étalonner les spectres en flux. L'ensemble de l'instrument (réseaux, filtres, détecteur) et du ciel a une efficacité qui dépend de la longueur d'onde; cela se traduit par une « courbe de réponse ».

Pour déterminer la courbe de réponse, nous avons observé au moins une étoile standard chaque nuit; les spectres ainsi obtenus sont mis en longueur d'onde et comparés aux observations spectrophotométriques publiées, qui donnent la valeur du flux absolu en fonction de la longueur d'onde. Pour un même intervalle de longueurs d'onde, les valeurs de flux (observées et cataloguées) sont comparées, et leur rapport ajusté par une courbe; c'est la « courbe de réponse », qui servira à corriger les spectres.

Les spectres des étoiles standard et leur comparaison donnent aussi des informations sur les conditions météorologiques (transparence, turbulence); ils permettent également de corriger les spectres de l'absorption atmosphérique.

4.4.5 Correction de l'absorption atmosphérique

Toutes les poses sur le ciel sont affectées par l'absorption due à l'atmosphère terrestre. Cette absorption apparaît sur les spectres comme des bandes à des longueurs d'onde d'environ 6900 Å (bande B), 7200 Å, 7700 Å (bande A), et est due à la présence d'oxygène moléculaire (bandes A et B) et de vapeur d'eau dans l'atmosphère.

L'absorption atmosphérique peut être facilement estimée en prenant le spectre d'une étoile standard sur lequel il est facile de distinguer les raies produites dans la photosphère stellaire et celles dues à l'atmosphère terrestre. On peut donc construire un fichier où l'on ne garde que la contribution de cette dernière, et qui vaut 1 pour les autres longueurs d'onde. En divisant le spectre de l'objet observé par ce spectre, on corrige de l'absorption atmosphérique, à condition toutefois que l'étoile standard et la galaxie aient été observées à des masses d'air voisines.

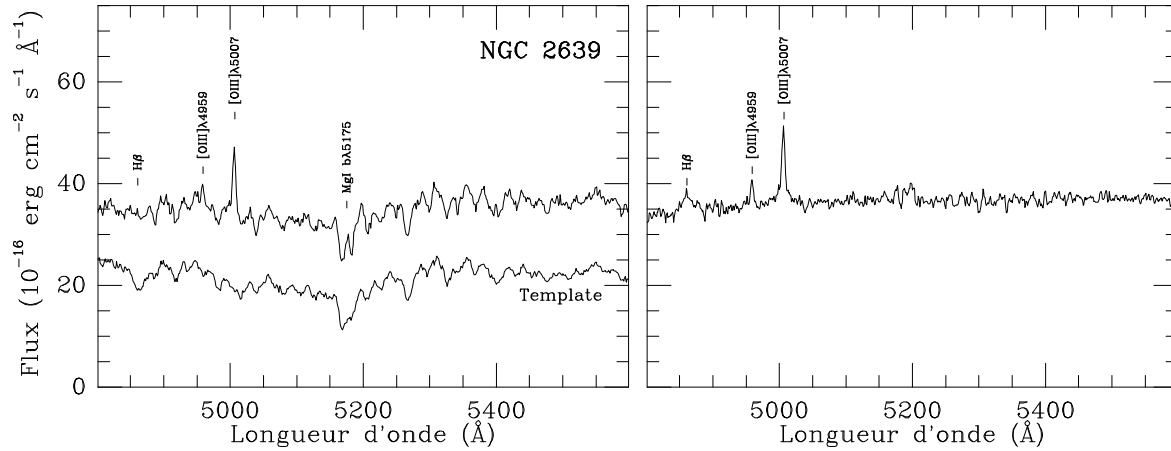


FIG. 4.4: *Spectre bleu de la galaxie NGC 2639, avant (panneau de gauche) et après (panneau de droite) correction de la contribution stellaire du noyau; l'amélioration du spectre de la galaxie peut être observée sur les raies en émission $H\beta$ et $[O\ III]\ \lambda 4959$, presque inobservables sur le spectre de gauche. Pour enlever la contribution stellaire du spectre de la région nucléaire de la galaxie, nous avons utilisé une fraction (environ 20%) d'un spectre « template »; le spectre du « template » utilisé (NGC 5982) est représenté sur la figure de gauche, décalé par rapport au spectre de l'objet par commodité.*

Cette correction est particulièrement importante pour les objets dont le décalage vers le rouge est tel qu'une ou plusieurs de ses raies en émission se superposent aux bandes d'absorption atmosphérique, car l'intensité de ces raies peut en être largement affectée (Fig. 4.3). Quand elle est négligée, la correction de l'absorption atmosphérique peut avoir des conséquences dramatiques sur les spectres et conduire à des conclusions erronées quant à leur nature. Un exemple montrant l'importance de cette correction est donné dans le Chapitre 7 (étude de la galaxie KUG 1031+398).

4.4.6 Soustraction de la contribution stellaire du noyau

La correction de la contribution stellaire dans le noyau galactique est aussi importante. Il est fréquent que l'émission du noyau actif des galaxies soit contaminée par la présence d'étoiles de population II, avec des raies en absorption intenses de la série de Balmer. La présence de ces raies peut rendre l'analyse du spectre du noyau très difficile, et même fausser les résultats basés sur la mesure de l'intensité des raies de Balmer en émission. Il est donc impératif de corriger les spectres de cette contribution stellaire.

De façon à établir l'importance de la correction à apporter aux spectres, nous avons étudié l'intensité de la bande d'absorption du magnésium, $Mg\ I\ b\ \lambda 5175$. Chaque fois que l'intensité de cette absorption s'est montrée importante, nous avons soustrait une fraction du spectre d'une « galaxie template », qui reproduit la contribution stellaire dans le noyau galactique. Ce « template » a été construit à partir de spectres de galaxies elliptiques, comme nous l'avons décrit dans les articles présentés dans ce manuscrit. La Fig. 4.4 montre un exemple de spectre avant et après correction de la contribution stellaire du noyau.

Références

Filippenko A. V., 1982, PASP 94, 715

Véron-Cetty M.-P., Véron P., 1996, A&AS
115, 97

Les AGNs à « spectre de transition »

Ce chapitre est consacré à l'étude d'un échantillon de galaxies actives à « spectre de transition », sélectionnées dans la littérature par leurs positions ambiguës dans les diagrammes de diagnostic de Veilleux & Osterbrock (1987); au total, 61 galaxies (69% de notre échantillon) ont été observées et analysées. Les résultats de cette étude suggèrent qu'il n'existe probablement pas d'« objets de transition », mais seulement des objets dont le spectre est « composite », c'est-à-dire constitué de plusieurs composantes issues de régions spatialement et cinématiquement différentes.

Nos travaux sur les noyaux actifs de galaxie à « spectre de transition » sont présentés sous la forme de deux articles (Véron, Gonçalves & Véron-Cetty 1997; Gonçalves, Véron-Cetty & Véron 1999) reproduits en fin de chapitre. Ces articles contiennent les informations résultant de l'étude des objets à « spectre de transition »; ainsi, nous nous limiterons, dans les sections qui les précèdent, à donner quelques précisions en ce qui concerne l'ajustement des profils des raies spectrales dans ces objets, ainsi que la méthode utilisée pour leur classification par le biais de diagrammes de diagnostic.

Une illustration de cette méthode de diagnostic est présentée en fin de chapitre sous forme d'un article (Gonçalves, Véron & Véron-Cetty 1998) donnant la classification de 37 galaxies à raies en émission pour lesquelles aucun spectre n'était disponible, ou était de très mauvaise qualité, ne permettant pas l'identification du type d'émission dans le noyau de la galaxie.

5.1 Les mécanismes d'émission dans les objets extra-galactiques

Dans le Chapitre 2, nous avons présenté quelques types de galaxies à raies en émission (AGNs et autres). Nous avons vu que la classification de ces objets a été faite selon plusieurs critères, le plus souvent en relation avec leurs caractéristiques spectrales. Ceci est lié au fait que les raies en émission, et aussi le continu, dépendent du mécanisme d'excitation du gaz ionisé. L'étude de ce mécanisme est importante pour la compréhension de la façon dont le noyau actif produit de l'énergie et pour l'estimation des paramètres physiques qui lui sont associés.

Les mécanismes d'excitation dans les objets extra-galactiques peuvent être résumés aux trois types suivants :

- photo-ionisation par un continu en « loi de puissance »;
- excitation due à l'échauffement par des ondes de choc;
- photo-ionisation par des étoiles chaudes (du type O et B).

Des méthodes empiriques permettant d'identifier lequel de ces trois mécanismes est responsable de l'émission observée dans la région nucléaire ont été proposées. Elles se basent sur les caractéristiques observationnelles des spectres. Ces méthodes de diagnostic de l'émission ont été confirmées par des modèles de photo-ionisation et sont fréquemment employées dans la classification des galaxies à raies en émission. Un exemple est donné en fin de chapitre, sous forme d'une étude (Gonçalves, Véron & Véron-Cetty 1998) menée sur 37 galaxies dont le spectre n'existait pas, ou était de très mauvaise qualité, la nature de ces objets demeurant inconnue; la classification des objets a été basée sur les diagrammes de diagnostic décrits ci-dessous.

5.2 Les diagrammes de diagnostic

La présence de raies larges en émission a été le critère utilisé pour séparer les noyaux actifs de galaxie en objets du type 1 (les quasars, les Seyfert 1s, les BLRGs) et du type 2 (les LINERs, les Seyfert 2s, les NLRGs).

Au fur et à mesure que de nouveaux objets étaient découverts, on s'est rendu compte de la nécessité d'un schéma de classification prenant en compte la nature du mécanisme d'excitation sous-jacent à l'émission observée. Ce schéma était d'autant plus nécessaire pour séparer les galaxies à raies en émission du type 2 en objets dont l'émission serait due à la présence d'un noyau actif de celles dont l'émission nucléaire pourrait être expliquée par des processus d'origine stellaire. Les différents types d'objets connus présentant des spectres assez différents, et les caractéristiques spectrales d'une galaxie étant indiscutablement associées aux mécanismes d'excitation, des schémas de classification basés sur les raies en émission ont, naturellement, été proposés.

5.2.1 Diagrammes de diagnostic basés sur les raies dans le visible

Les premiers schémas proposés prenaient exemple sur les méthodes basées sur l'intensité des raies en émission dans le visible, déjà utilisées pour la classification des nébuleuses planétaires (Aller & Liller 1968) et des régions H II galactiques (Alloin et al. 1978). Si un seul rapport de raies suffit, en général, à la classification de ces deux types d'objets, il n'en est pas de même pour les galaxies dont l'émission est associée à la présence d'un noyau actif. En effet, il est impossible de séparer, avec un seul rapport de raies, les objets photo-ionisés par un continu en « loi de puissance » de ceux dont le mécanisme d'excitation est dû aux chocs et de ceux photo-ionisés par des étoiles chaudes; pour avoir une idée de la forme du continu ionisant, deux rapports de raies s'imposent (Baldwin et al. 1981).

Le choix des raies à utiliser dans le cadre d'une méthode de classification doit obéir à plusieurs critères :

- le spectre des noyaux actifs de galaxie contient des raies en émission de très faible et de très forte ionisation; ainsi, les rapports de raies à prendre en considération doivent couvrir un grand domaine d'énergies d'ionisation;

- de façon à minimiser les facteurs (instrumentaux ou autres) qui peuvent affecter les mesures de l'intensité des raies en émission, celles-ci doivent être assez intenses, facilement observables (de préférence dans le domaine du visible) et ne pas être affectées par de l'absorption stellaire sous-jacente à l'émission du noyau actif;
- les raies doivent encore être assez proches (mais pas confondues), de façon à minimiser les erreurs introduites par le rougissement et l'étalonnage en longueur d'onde.

Prenant tout ceci en considération, des diagrammes de diagnostic basés sur quelques raies dans le domaine du visible, facilement observables, ont été proposés par Heckman (1980) et Baldwin et al. (1981); ces derniers ont démontré de façon empirique que les trois types de mécanismes d'excitation présentés ci-dessus pouvaient être facilement séparés sur un graphique à deux dimensions où l'on portait le logarithme des rapports de raies $[\text{N II}] \lambda 6583/\text{H}\alpha$ en fonction de $[\text{O III}] \lambda 5007/\text{H}\beta$ et aussi $[\text{O II}] \lambda 3727/[\text{O III}] \lambda 5007$ en fonction de $[\text{O III}] \lambda 5007/\text{H}\beta$, de $[\text{N II}] \lambda 6583/\text{H}\alpha$, ou de $[\text{O I}] \lambda 6300/\text{H}\alpha$.

Les travaux de Baldwin et co-équipiers ont été repris par d'autres auteurs, qui ont suggéré l'utilisation de raies en émission différentes. Les diagrammes de diagnostic proposés par Veilleux & Osterbrock (1987), représentés dans la Fig. 5.1, font appel aux rapports de raies $[\text{O III}] \lambda 5007/\text{H}\beta$, $[\text{N II}] \lambda 6583/\text{H}\alpha$, $[\text{S II}] (\lambda 6717 + \lambda 6731)/\text{H}\alpha$ et $[\text{O I}] \lambda 6300/\text{H}\alpha$; ces rapports de raies présentent l'avantage d'être moins sensibles aux erreurs introduites par le rougissement et l'étalonnage en longueur d'onde, tout en permettant de bien séparer les régions émettrices en fonction du mécanisme d'excitation.

La production de la raie $[\text{O III}] \lambda 5007$ nécessite des photons d'énergie supérieure à 35 eV, rares dans les spectres stellaires mais fréquents dans les spectres de galaxies actives; un rapport $[\text{O III}] \lambda 5007/\text{H}\beta$ élevé est donc normalement associé aux Seyfert 2s; cependant, des régions H II de haute excitation peuvent présenter un rapport du même ordre de grandeur, ou encore plus grand. Ce paramètre n'est donc pas suffisant pour séparer les galaxies actives de celles dont les raies en émission sont dues à des processus d'origine stellaire. Pour faire ressortir le caractère « actif » de la galaxie, on peut faire appel au rapport de raies $[\text{N II}] \lambda 6583/\text{H}\alpha$, qui est plus grand dans le cas des noyaux actifs de galaxie que dans les galaxies normales ayant un même rapport $[\text{O III}] \lambda 5007/\text{H}\beta$. De plus les raies $[\text{O I}] \lambda 6300$ et $[\text{O II}] \lambda 3727$ sont associées à la présence d'un noyau actif, car leur production simultanée avec d'autres espèces de plus haute ionisation nécessite un continu plat ou résultant de chocs; ce sont des raies importantes pour le diagnostic des LINERs.

Le fait que la plupart des diagrammes de diagnostic fasse appel à des raies dans le domaine du visible est lié à la sensibilité des récepteurs disponibles. Avec les nouveaux détecteurs infrarouges et CCD, sensibles dans l'infrarouge et l'ultraviolet proches, nous avons accès à plus d'information; de nombreuses autres raies en émission sont devenues observables et peuvent être étudiées dans le cadre de nouveaux diagrammes de diagnostic pour la classification des noyaux actifs de galaxie.

Par ailleurs, la facilité d'accès à des données obtenues avec des satellites qui opèrent dans différentes longueurs d'onde (*ISO*¹, *IUE*², etc.), et même avec le *HST*, permet maintenant d'élargir les techniques de classification des galaxies à raies en émission basées sur les diagrammes de diagnostic à d'autres longueurs d'onde, notamment dans l'infrarouge et l'ultraviolet.

1. *Infrared Space Observatory*

2. *International Ultraviolet Explorer*

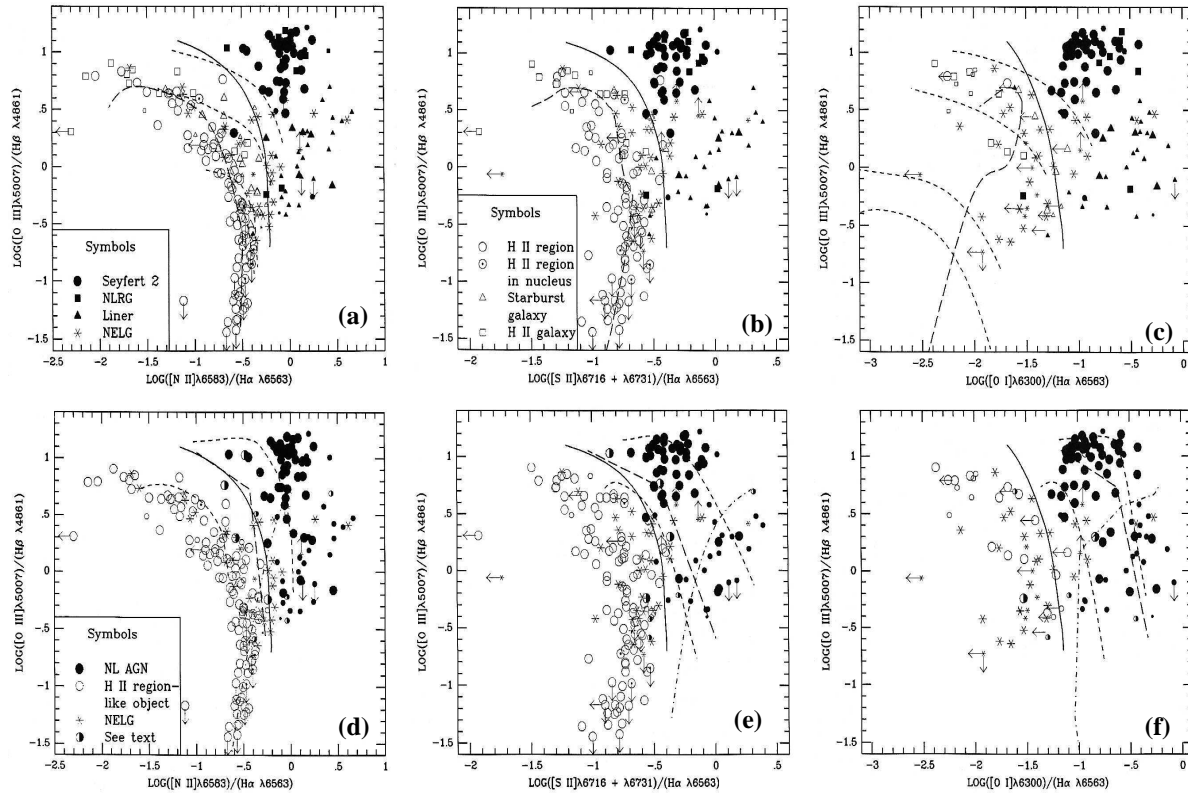


FIG. 5.1: Dans cette figure, et à titre d'exemple, nous avons reproduit les diagrammes de diagnostic proposés par Veilleux & Osterbrock (1987) : $[O\ III]\ \lambda 5007/H\beta$ vs. $[N\ II]\ \lambda 6583/H\alpha$, $[O\ III]\ \lambda 5007/H\beta$ vs. $[S\ II]\ (\lambda 6717 + \lambda 6731)/H\alpha$ et $[O\ III]\ \lambda 5007/H\beta$ vs. $[O\ I]\ \lambda 6300/H\alpha$. Les six panneaux montrent la localisation des différents types d'objets dans ces diagrammes : dans les panneaux (a), (b) et (c), les Seyfert 2s sont représentées par des cercles noirs, les NLRGs par des carrés et les LINERs par des triangles ; les régions H II sont représentées par des symboles ouverts (cercles, carrés et triangles) et les galaxies dont la classification était ambiguë par des astérisques ; dans les panneaux (d), (e) et (f), les AGNs sont représentés par des cercles noirs, les régions H II par des cercles ouverts et les galaxies dont la classification était ambiguë par des astérisques ; quelques objets à « spectre de transition » sont représentés par des cercles bicolores. Les traits continus montrent la séparation entre les régions du diagramme associées aux AGNs et aux régions H II ; les tirés représentent quelques modèles de photo-ionisation pour différentes valeurs des abondances et du paramètre d'ionisation.

5.2.2 Diagrammes de diagnostic dans l'ultraviolet

Le diagnostic du type de mécanisme d'excitation qui caractérise une certaine région émettrice basé sur son spectre visible peut, parfois, être ambigu ; dans le cas des LINERs, par exemple, on obtient des résultats semblables avec des modèles de photo-ionisation par un continu en « loi de puissance » et par des chocs, les deux mécanismes arrivant à reproduire la plupart des rapports de raies observées dans le visible.

Par contre, les raies observables dans le domaine de l'ultraviolet sont plus sensibles aux différents mécanismes : les raies de C IV $\lambda 1549$, C III $\lambda 977$ et N III $\lambda 991$, en particulier, sont plus intenses dans les conditions de température associées aux chocs ($2 \cdot 10^4 - 10^5$ K) que dans le cas de photo-ionisation par un continu en « loi de puissance » ($\sim 10^4$ K) et peuvent constituer un bon indicateur du mécanisme d'excitation en jeu dans l'objet. La température électronique, plus élevée dans le cas des chocs, peut être utilisée comme diagnostic pour séparer les deux mécanismes; des rapports de raies sensibles à la température, comme C III] $\lambda 1909$ /C III $\lambda 977$ et N III] $\lambda 1750$ /N III $\lambda 991$ peuvent être utilisés (Dopita & Sutherland 1995).

Des diagrammes de diagnostic basés sur des raies dans l'ultraviolet et dans le visible, ou seulement sur des raies dans l'UV, ont été proposés par Allen et al. (1998); ces diagrammes, basés sur les rapports de raies [O III] $\lambda \lambda 5007$ /H β vs. C IV $\lambda 1549$ /He II $\lambda 1640$ et C II] $\lambda 2326$ /C III] $\lambda 1909$ vs. C IV $\lambda 1549$ /C III] $\lambda 1909$, permettent de séparer les modèles basés sur la photo-ionisation par un continu plat de ceux où l'excitation est due aux chocs. Les diagrammes de diagnostic dans l'ultraviolet sont d'autant plus utiles qu'ils permettent d'étudier des noyaux actifs de galaxie à grand décalage vers le rouge, objets dont les raies UV sont décalées vers le domaine visible.

5.2.3 Diagrammes de diagnostic dans l'infrarouge

Nos connaissances sur les mécanismes d'ionisation peuvent également être approfondies par l'étude des galaxies à raies en émission dans l'infrarouge. Les raies en émission dans ce domaine sont utiles, car moins sensibles à l'extinction par des poussières que les raies dans le visible et l'ultraviolet; ceci veut dire que l'on a accès à des régions plus proches du noyau galactique où prennent place les phénomènes d'activité, normalement inaccessibles par des observations aux plus courtes longueurs d'onde.

Des diagrammes de diagnostic basés sur des raies dans l'infrarouge proche ont été proposés par plusieurs auteurs. Osterbrock et al. (1992) ont suggéré des diagrammes basés sur des raies dans l'infrarouge proche ([S III] $\lambda \lambda 9069, 9531$ et [O II] $\lambda 7325$) et aussi dans le visible ([S II] $\lambda \lambda 6716, 6731$ et [O III] $\lambda 5007$). Les diagrammes utilisant les rapports de raies [S II] $\lambda 6724$ /H α vs. [O II] $\lambda 7325$ /H α , [O III] $\lambda 5007$ /H β vs. [O II] $\lambda 7325$ /H α et [S III] $\lambda \lambda 9069, 9531$ /H α vs. [O II] $\lambda 7325$ /H α permettent de séparer les galaxies actives des régions H II.

L'utilité de quelques raies dans l'infrarouge pour différencier les mécanismes d'ionisation avait déjà été mentionnée par Kirhakos & Phillips (1989) et Diaz et al. (1985a, b), qui ont suggéré que les intensités relatives des raies de [S II] $\lambda 6724$ et [S III] $\lambda \lambda 9069, 9531$, quand elles sont couplées aux raies de [O II] $\lambda 3727$ et [O III] $\lambda \lambda 4959, 5007$, permettaient de distinguer entre chocs et photo-ionisation.

Des diagrammes de diagnostic très prometteurs, faisant appel à d'autres raies dans l'infrarouge, ont été proposés récemment; ces diagrammes utilisent les rapports de raies [Fe II] $1,644 \mu\text{m}$ /Br γ et Fe II $1,2567 \mu\text{m}$ /Pa β et constituent une bonne méthode pour séparer les noyaux actifs de galaxie des objets du type galaxie à flambée d'étoiles (Alonso-Herrero 1997; Hill et al. 1999). Le comportement du rapport de raies [Fe II] $1,644 \mu\text{m}$ /Br γ est similaire à celui de [O I] $\lambda 5007$ /H β , donnant des indications sur le mécanisme d'excitation (chocs ou photo-ionisation) dans l'objet.

Ces diagrammes de diagnostic semblent être particulièrement efficaces dans la séparation de la classe des LINERs en objets dont le mécanisme d'excitation est en relation

avec des épisodes de formation stellaire, et des objets qui montrent des signes d'activité (Larkin et al. 1998). Nous reviendrons sur le sujet du (ou des) mécanisme(s) d'excitation des LINERs dans le Chapitre 6.

5.3 Les objets à « spectre de transition »

Nos travaux utilisent deux des diagrammes de diagnostic proposés par Veilleux & Osterbrock, présentés dans la Fig. 5.1. Nous avons opté pour l'utilisation des diagrammes (d) et (f), qui utilisent les rapports de raies $[\text{O III}] \lambda 5007/\text{H}\beta$ en fonction de $[\text{N II}] \lambda 6583/\text{H}\alpha$ et de $[\text{O I}] \lambda 6300/\text{H}\alpha$; ces diagrammes sont ceux qui traduisent le mieux la séparation entre les différents types de régions à raies en émission étroites : les Seyfert 2s, les LINERs et les régions H II.

Ces diagrammes de diagnostic permettent, en général, de classer de façon immédiate un objet en fonction du mécanisme d'excitation dominant dans la région nucléaire émettrice. Mais ceci ne se passe pas toujours de façon aussi simple, et plusieurs auteurs ont signalé l'existence d'objets à « spectre de transition » dont la classification basée sur les diagrammes de diagnostic s'avérait assez ambiguë (Heckman et al. 1983; Keel 1984; Veilleux & Osterbrock 1987; Ho et al. 1993).

Observés avec une bonne résolution spectrale, les objets à « spectre de transition » montrent des profils différents pour les raies permises et interdites (Heckman et al. 1981; Véron et al. 1981a,b; Véron-Cetty & Véron 1985, 1986). Ceci est illustré dans la Fig. 5.2, où l'on voit clairement la différence de profil entre les raies interdites et les raies permises de Balmer ($\text{H}\alpha$ et $\text{H}\beta$) qui, contrairement à ce que l'on observe généralement dans les galaxies à raies en émission (actives ou non), apparaissent plus étroites que les raies interdites ($[\text{O III}] \lambda 4959, 5007$ et $[\text{N II}] \lambda 6548, 6584$).

Une autre particularité des objets à « spectre de transition » concerne le décalage vers le rouge des différents profils : parfois, et quand la qualité des spectres le permet, il est possible d'observer une différence entre le décalage vers le rouge des raies permises et interdites; ceci est particulièrement visible sur les spectres de la galaxie ESO 602–G25 (Fig. 5.3). Après avoir ajusté le spectre de cet objet avec un ensemble de profils gaussiens ayant les mêmes largeur à mi-hauteur et décalage vers le rouge, on s'est rendu compte d'une différence entre le décalage vers le rouge des raies permises et interdites. De plus la largeur des raies n'était pas la même, les raies permises et interdites ayant des profils différents. Vu les caractéristiques des spectres, leur ajustement avec une seule composante n'est pas satisfaisant (Fig. 5.3, panneaux intermédiaires); pour obtenir un bon ajustement, deux composantes s'imposent (Fig. 5.3, panneaux inférieurs). La nécessité de plusieurs composantes pour la modélisation des « spectres de transition » sera détaillée plus loin.

Sur la base des informations recueillies sur les objets à « spectre de transition », nous avons posé une hypothèse de travail assez simple :

- ces objets montrent des profils différents pour les différentes raies en émission; ceci peut être expliqué si plusieurs régions d'émission contribuent, de façon différente, au profil de la raie;
- parfois, une légère différence dans le décalage vers le rouge des diverses raies apparaît; cette différence peut être comprise en termes de plusieurs composantes contri-

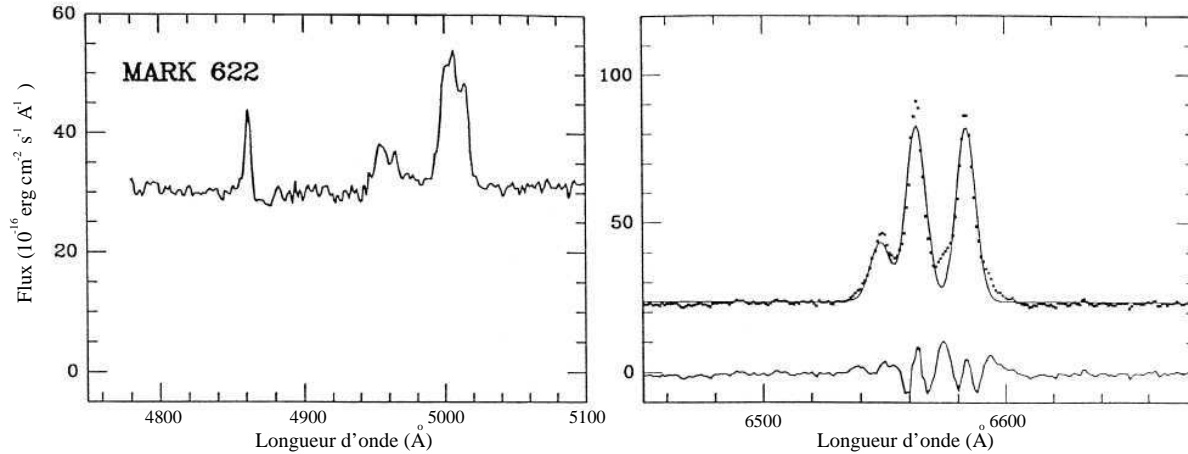


FIG. 5.2: Les deux figures montrent les spectres au repos de la galaxie Markarian 622 : à gauche, la région spectrale autour de $H\beta$ et $[O\ III]\ \lambda\lambda 4959, 5007$; à droite, la région centrée sur les raies $H\alpha$ et $[N\ II]\ \lambda\lambda 6548, 6584$. Nous pouvons observer une différence substantielle entre le profil de la raie $H\beta$ et celui des raies de $[O\ III]$, beaucoup plus larges. Dans le spectre de droite, la différence entre les profils de la raie $H\alpha$ et des raies de $[N\ II]$ est plus difficile à observer, à cause de la proximité des raies. De façon à mieux observer ces différences, nous avons tracé sur le spectre rouge (en pointillé) trois profils gaussiens avec les mêmes largeur à mi-hauteur et décalage vers le rouge (trait continu); la ligne inférieure donne les résidus. Nous pouvons constater que, comme dans le spectre bleu, les raies interdites sont plus larges que la raie permise, contrairement à ce qui est généralement observé dans les galaxies à raies en émission.

buant au profil de la raie, ces composantes étant issues de régions cinématiquement distinctes intégrées par la fente;

- ces objets paraissent avoir des caractéristiques intermédiaires entre deux classes (en général des régions H II et des galaxies de Seyfert), montrant des rapports de raies et des largeurs à mi-hauteur atypiques pour l'une ou l'autre classe d'objets; ceci peut être expliqué si les régions d'émission qui contribuent au profil de la raie sont soumises à des mécanismes d'excitation différents. Chaque région aurait des spectres individuels typiques d'une galaxie de Seyfert ou d'une région H II, mais leur composition apparaîtrait comme un « spectre de transition » entre les deux types d'objets.

En résumé, notre hypothèse est la suivante :

Le fait que les objets dits « intermédiaires », ou à « spectre de transition », présentent des largeurs et rapports de raies ambigus est simplement dû à la superposition de plusieurs composantes dans le spectre, chaque composante provenant d'une région émettrice avec des caractéristiques différentes; ces spectres « composites » peuvent être observés si, par exemple, une région H II et un nuage ionisé par un noyau actif du type Seyfert sont simultanément présents sur la fente du spectrographe.

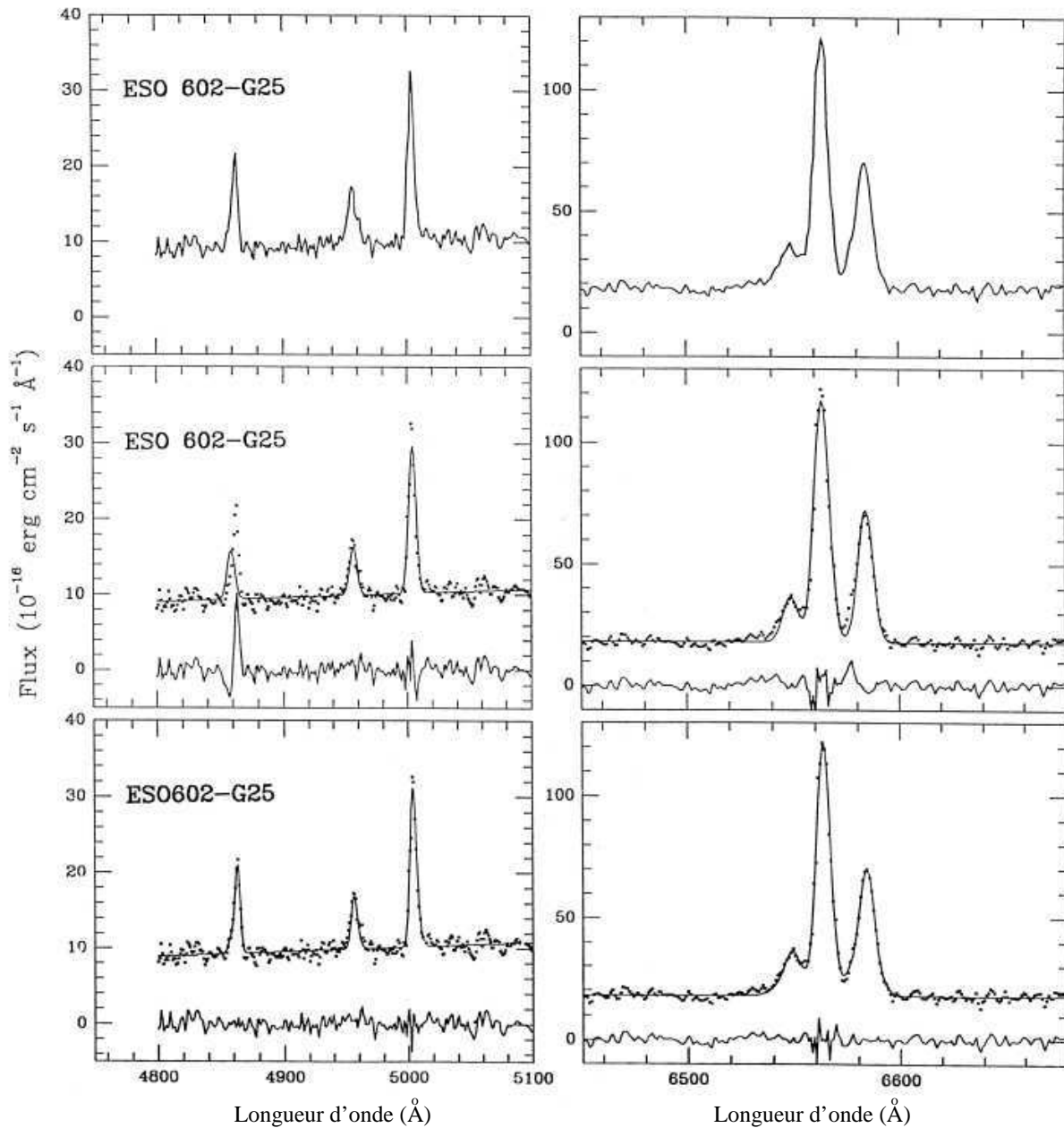


FIG. 5.3: Dans les deux panneaux supérieurs nous avons représenté les spectres aux repos de la galaxie ESO 602–G25 : à gauche, la région spectrale bleue avec les raies $H\beta$ et $[O\text{ III}]\lambda 4959, 5007$; à droite, celle centrée sur les raies $H\alpha$ et $[N\text{ II}]\lambda 6548, 6584$. Nous pouvons observer une légère différence de profil entre les raies permises et interdites, plus visible dans le spectre bleu. Plus difficile à observer est la différence de décalage vers le rouge des deux groupes de raies. De façon à mieux faire ressortir cette différence, nous avons tracé dans les deux panneaux intermédiaires les profils gaussiens associés à chaque raie en émission (trait continu) ainsi que les données (pointillé) et les résidus (trait continu inférieur); les gaussiennes représentées dans chaque région spectrale ont les mêmes largeurs à mi-hauteur et décalage vers le rouge, cette valeur étant celle des raies interdites. L'ajustement avec une seule composante n'est pas satisfaisant; deux composantes, de largeurs et décalages vers le rouge différents, sont nécessaires (panneaux inférieurs).

Cette hypothèse n'est pas invraisemblable, car on sait que la probabilité de trouver un noyau actif (du type Seyfert ou LINER) passe de 70% dans les galaxies du type Sa à 6% dans les galaxies du type Sc, alors que la présence d'une région H II croît de 4% dans les galaxies du type Sa à 60% dans les galaxies Sc (Véron-Cetty & Véron 1986). Si l'on accepte que les deux types d'émission soient indépendants, on s'attend à les trouver simultanément dans 3 à 6% des galaxies, avec un maximum d'incidence dans les galaxies du type Sb.

Si notre hypothèse est vérifiée, les objets à « spectre de transition » ne seraient que le résultat d'observations effectuées avec une résolution spatiale insuffisante. Des observations avec des instruments plus performants que les télescopes optiques utilisés pour la construction de notre échantillon seraient en mesure de dévoiler la présence de plusieurs régions émettrices dans le noyau galactique de ces objets, chaque région étant dominée par un mécanisme d'excitation différent. Une autre façon de mettre en évidence les diverses composantes dans le spectre de ces objets serait d'obtenir des données avec une résolution spectrale suffisante pour séparer les composantes et les identifier par le biais des diagrammes de diagnostic décrits ci-dessus.

Par leur localisation dans les diagrammes de diagnostic (à la frontière entre deux classes, ou dans la région appartenant à une classe sur un des diagrammes et à une autre classe sur un autre diagramme), ces objets apparaissent comme une « transition » entre deux classes (en général, les noyaux actifs de galaxie et les galaxies à flambée d'étoiles). Notre hypothèse est que ces objets ont une nature « composite », c'est-à-dire que leur spectre est le résultat de la contribution de plusieurs régions avec des mécanismes d'excitation différents : une région H II plus un noyau du type Seyfert ou LINER, par exemple. Quel que soit le cas, l'étude des objets à « spectre de transition » nous a paru pertinente. L'hypothèse des objets « composites » a des implications en particulier en ce qui concerne les schémas évolutifs et peut contribuer à améliorer nos connaissances sur le fait qu'un type d'activité en déclenche un autre, comme quelques auteurs l'ont suggéré (Norman & Scoville 1988; van Breugel & Dey 1993).

Avec les travaux présentés par la suite, nous espérons :

- contribuer à une meilleure connaissance des noyaux actifs de galaxie, surtout en ce qui concerne la contribution stellaire dans leur bilan énergétique;
- mieux comprendre la relation entre les galaxies à flambée d'étoiles et les noyaux actifs de galaxie;
- vérifier l'hypothèse que Seyfert 2s, LINERs et régions H II peuvent être bien séparés par des diagrammes de diagnostic basés sur l'intensité relative de quelques raies en émission dans le visible, ces classes occupant des régions bien délimitées sur les diagrammes;
- vérifier l'hypothèse que les objets à « spectre de transition » sont des galaxies ayant un spectre « composite ».

Pour cela, nous avons recherché dans la littérature des objets présentant des rapports de raies ambigus; notre échantillon a été limité aux objets dont le décalage vers le rouge était inférieur à 0,1 et la déclinaison supérieure à -20° ; la magnitude des galaxies dans notre échantillon a été limitée à 17,5 environ. Notre échantillon, bien que n'étant pas complet, est assez important, comptant 88 objets à « spectre de transition ».

61 de ces galaxies ont été observées au télescope de 1,93 m de l'Observatoire de Haute-Provence. Leur analyse a été faite en utilisant des diagrammes de diagnostic, pour lesquels il est nécessaire d'avoir une mesure précise de l'intensité des raies spectrales. La section suivante décrit la méthode employée pour l'ajustement de ces raies en émission.

5.4 Ajustement des raies en émission dans le visible

En ce qui concerne la procédure employée pour l'ajustement des raies, nous avons utilisé un programme basé sur la méthode des moindres carrés qui offre le choix entre différents profils : gaussien ou lorentzien. Nous avons utilisé des profils gaussiens pour l'ajustement des profils des raies dans les « spectres de transition »; ce choix a été basé sur les profils observés pour les raies de [S II] et [O III] qui sont bien séparées avec notre résolution.

En principe, nous avons obtenu deux spectres pour chaque objet : l'un dans la région spectrale bleue, l'autre dans la rouge. Dans une première étape, nous avons ajusté chaque spectre avec un ensemble de profils gaussiens, un pour chaque raie; cet ensemble est associé à une composante. Tous les profils utilisés pour l'ajustement d'une composante ont les mêmes largeur à mi-hauteur et décalage vers le rouge, car on suppose que les raies sont produites dans la même région émettrice. Nous avons fixé les rapports des raies de [O III], [N II] et [O I] selon les valeurs données par Osterbrock (1989) : $[N II] \lambda 6583 / [N II] \lambda 6548 = 3$, $[O III] \lambda 6997 / [O III] \lambda 4959 = 2,96$ et $[O I] \lambda 6300 / [O I] \lambda 6363 = 3,11$.

L'ajustement des spectres a été considéré comme satisfaisant quand le résidu (différence entre les données et l'ajustement) était de l'ordre de grandeur du bruit dans le spectre. En général, l'erreur résultant de l'ajustement sur l'intensité et la largeur des raies est inférieure à 15%; cette valeur dépend, bien évidemment, du nombre de composantes utilisées pour l'ajustement et du rapport signal-sur-bruit des spectres. L'erreur sur le décalage vers le rouge est négligeable.

En général, les ajustements faits avec une seule composante ne sont pas satisfaisants (voir la Fig. 5.3, panneaux intermédiaires et inférieurs), présentant des résidus importants; deux (parfois plus) composantes s'avèrent nécessaires. En ajoutant plusieurs ensembles de profils gaussiens pour l'ajustement des spectres, nous avons gardé comme paramètres libres : l'intensité, le décalage vers le rouge et la largeur à mi-hauteur des raies dans chaque composante. Il est arrivé que le programme donne une valeur négative (dont l'intensité était comprise dans le bruit) pour la raie $H\beta$, ce qui a été interprété comme une valeur « nulle » ou très faible pour l'intensité de la raie en émission; ceci équivaut à dire que les raies de [O III] sont beaucoup plus intenses que la raie $H\beta$. Quand des valeurs négatives, mais inférieures au niveau de bruit, ont été observées pour la raie $H\beta$, nous avons fixé le rapport $[O III] \lambda 5007 / H\beta$ à 10, valeur habituelle pour les Seyfert 2s.

Les résultats obtenus pour chaque région spectrale ont ensuite été comparés; nous avons rejeté les ajustements dont les valeurs obtenues pour le décalage vers le rouge et la largeur à mi-hauteur des raies dans un domaine spectral n'étaient pas compatibles avec l'autre domaine. Dans un modèle cohérent, ces paramètres doivent être en accord, aux erreurs instrumentales près.

Les rapports d'intensité des raies ont été corrigés du rougissement d'après Whitford (1958) en utilisant les valeurs publiées des décrets de Balmer $H\alpha/H\beta$ et en supposant que la valeur intrinsèque de ce décrement vaut 2,86 pour les régions H II (Osterbrock

& de Robertis 1985) et 3,10 pour les Seyferts (Osterbrock & Dahari 1983). Pour les objets à « spectre de transition », nous avons utilisé 3,10. Cette correction est négligeable pour les rapports $[N II] \lambda 6583/H\alpha$ et $[O III] \lambda 5007/H\beta$; elle est généralement petite pour $[O I] \lambda 6300/H\alpha$.

Nous avons ensuite porté sur les diagrammes de diagnostic et pour chaque objet, les valeurs trouvées pour les ajustements de chaque composante, corrigées du rougissement. Les résultats confirment notre hypothèse : la plupart des objets à « spectre de transition » sont effectivement des « composites ».

5.5 Observations à d'autres longueurs d'onde

Quand on les observe à d'autres longueurs d'onde, les objets à « spectre de transition », ou « composites », montrent en général des caractéristiques spectrales aussi complexes que dans le visible. Des observations avec *ROSAT* (*Roentgensatellit*) de quelques uns de ces objets (en général des « composites » Seyfert 2/*starburst*) montrent un spectre X complexe dont l'ajustement nécessite, comme dans le visible, plusieurs composantes (Singh, sous presse; Komossa & Schulz 1998).

Nos observations spectroscopiques ont visé le noyau (couvrant les 3'' centrales, environ); la résolution de *ROSAT*, beaucoup moins bonne, ne permet pas d'isoler la région centrale de la galaxie, rendant plus probable la présence dans le champ observé de régions de formation stellaire.

Néanmoins, les données obtenues dans le domaine X peuvent fournir des informations sur les objets « composites » : les AGNs et les galaxies à flambée d'étoiles sont bien distingués par le rapport d'intensités de leurs luminosités en X et dans le visible ($L_X/L_{H\alpha}$), les AGNs émettant environ 100 fois plus dans le domaine X que les galaxies à flambée d'étoiles (Perez-Olea 1996). Une étude récente d'un échantillon de « composites » Seyfert 2/*starburst* confirme la nécessité de deux composantes pour reproduire l'émission X de ces objets. Les rapports des luminosités en X (dur et mou) et de la luminosité X et infrarouge permettraient de distinguer les galaxies de Seyfert qui contiennent des *starbursts* et d'identifier de nouveaux objets « composites » par des observations en X (Levenson et al. 1999); ceci semble intéressant pour la détection de ceux de ces objets qui ont un grand décalage vers le rouge.

Des observations à de plus grandes longueurs d'onde, moins sensibles à l'extinction, permettent de mieux pénétrer le noyau galactique. Des données *ISO* (le satellite couvre le domaine entre 2,5 et 200 μm), en particulier, ont permis d'en savoir plus sur la nature des galaxies infrarouges ultra-lumineuses (ULIGs, de l'anglais *Ultra Luminous Infrared Galaxies*; $L_{IR} > 10^{12} L_{\odot}$).

Toutes les ULIGs semblent être des *starbursts* dus à des événements de collision/fusion (*mergers*). Environ la moitié de ces galaxies contient un AGN (Genzel et al. 1998); les ULIGs constituent, donc, de bons candidats « composites ». Il arrive que cela ne puisse pas être observé dans le domaine visible car la composante *starburst* est souvent considérablement absorbée. Ces galaxies apparaissent comme des objets à « spectre de transition » dans le diagramme de diagnostic proposé par Genzel et al., construit grâce aux observations *ISO*; ce diagramme utilise des rapports de raies de haute et faible excitation et l'intensité de la raie à 7,7 μm , associée à la présence de PAHs (*Polycyclic Aromatic Hydrocarbons*).

Références

- Allen M. G., Dopita M. A., Tsvetanov Z. I., 1998, *ApJ* 493, 571
- Aller L. H., Liller W., 1968, in *Nebulae and Interstellar Matter*, B. W. Middlehurst & L. H. Aller (Eds.), The University of Chicago Press, Chicago
- Alloin D., Bergeron J., Pelat D., 1978, *A&A* 70, 141
- Alonso-Herrero A., Rieke M. J., Rieke G. H., Ruiz M., 1997, *ApJ* 482, 747
- Baldwin J. A., Phillips M. M., Terlevich R., 1981, *PASP* 93, 5
- Diaz A. I., Pagel B. E. J., Wilson I. R. G., 1985a, *MNRAS* 212, 737
- Diaz A. I., Terlevich E., Pagel B. E. J., 1985b, *MNRAS* 214, 41
- Dopita M. A., Sutherland R. S., 1995, *ApJ* 455, 468
- Genzel R., Lutz D., Sturm E. et al., 1998, *ApJ* 498, 579
- Gonçalves A. C., Véron P., Véron-Cetty M.-P., 1998, *A&AS* 127, 107
- Gonçalves A. C., Véron-Cetty M.-P., Véron P., 1999, *A&AS* 135, 437
- Heckman T. M., 1980, *A&A* 87, 152
- Heckman T. M., Miley G. K., van Breugel W. J. M., Butcher H. R. 1981, *ApJ* 247, 403
- Heckman T. M., van Breugel W., Miley G. K., Butcher H. R., 1983, *AJ* 88, 1077
- Hill T. L., Heisler C. A., Sutherland R., Hunsstead R. W., 1999, *ApJ* 117, 111
- Ho L. C., Filippenko A. V., Sargent W. L. W., 1993, *ApJ* 417, 63
- Keel W. C., 1984, *ApJ* 282, 75
- Kirhakos S., Phillips M. M., 1989, *PASP* 101, 949
- Komossa S., Schulz H., 1998, *A&A* 339, 345
- Larkin J. E., Armus L., Knop R. A., Soifer B. T., Matthews K., 1998, *ApJS* 114, 59
- Levenson N. A., Weaver K. A., Heckman T. M., 1999, étude présentée dans une réunion de la société américaine astronomique (AAS, HEAD meeting #31, #02.08)
- Norman C., Scoville N., 1988, *ApJ* 332, 124
- Osterbrock D. E., 1989, *Astrophysics of gaseous nebulae and Active Galactic Nuclei ...*
- Osterbrock D. E., Tran H. D., Veilleux S., 1992, *ApJ* 389, 196
- Perez-Olea D. E., Colina L., 1996, *ApJ* 468, 191
- Singh K. P., 1999, *MNRAS*, sous presse
- van Breugel W. J. M., Dey A., 1993, *ApJ* 414, 563
- Veilleux S., Osterbrock D. E., 1987, *ApJS* 63, 295
- Véron-Cetty M.-P., Véron P., 1985, *A&A* 145, 425
- Véron-Cetty M.-P., Véron P., 1986, *A&AS* 66, 335
- Véron P., Véron-Cetty M.-P., Bergeron J., Zuiderwijk E. J., 1981a, *A&A* 97, 71
- Véron P., Véron-Cetty M.-P., Zuiderwijk E. J., 1981b, *A&A* 102, 116
- Véron P., Gonçalves A. C., Véron-Cetty M.-P., 1997, *A&A* 319, 52
- Whitford A. E., 1958, *AJ* 63, 201

Miscellaneous observations of active galactic nuclei. II.*

A.C. Gonçalves, P. Véron, and M.-P. Véron-Cetty

Observatoire de Haute Provence (CNRS), F-04870 Saint Michel l'Observatoire, France

Received March 20; accepted April 21, 1997

Abstract. We observed 37 AGN candidates and classified them on the basis of their spectroscopic properties; three are confirmed QSOs, one is a BL Lac object, nine are Seyfert 1 galaxies, four Seyfert 2s, while twenty are HII regions.

Key words: galaxies: active — galaxies: Seyfert — galaxies: BL Lacertae objects: general — galaxies: quasars: general — galaxies: starburst

Additional observations were made with EFOSC (Dekker et al. 1988) at the 3.6 m ESO telescope in La Silla during two runs in July 1995 and August 1996. The detector was the CCD ESO#26, similar to the one used at OHP. The dispersion was 230 \AA mm^{-1} ; the slit width was 1.5 arcsec, corresponding to 2.2 pixels and resulting in a resolution of 15 \AA . The wavelength range was $\lambda\lambda 3500\text{--}7600 \text{ \AA}$. The spectra were flux calibrated using the standard stars W 485A and GD 190 (Oke 1974).

1. Introduction

In the course of several observing runs, we obtained optical spectra of 37 AGN candidates with uncertain classification. Twenty of them turned out to be extragalactic HII regions ionized by hot stars, while seventeen were confirmed to be QSOs, BL Lac or Seyfert galaxies. In a previous paper (Véron-Cetty & Véron 1986), the classification of 61 AGN candidates was given.

2. Observations

Most of the observations were carried out in 1995, 1996 and 1997 with the spectrograph CARELEC (Lemaître et al. 1989) attached to the Cassegrain focus of the Observatoire de Haute Provence (OHP) 1.93 m telescope. The spectrograph settings used during these runs are given in Table 1. The detector was a 512×512 pixels, $27 \times 27 \mu\text{m}$ Tektronic CCD. The slit width was 2.1 arcsec, corresponding to a projected slit width on the detector of $52 \mu\text{m}$, or 1.9 pixel. The resolution, as measured on the night sky emission lines, was 13.5 and 3.4 \AA FWHM at low and high resolution, respectively. The spectra were flux calibrated using the standard stars given in Table 1, taken from Oke (1974), Stone (1977), Oke & Gunn (1983) or Massey et al. (1988).

Table 1. Spectrograph settings and standard stars during OHP observations

Date	Dispersion (\AA mm^{-1})	λ Range (\AA)	Standard stars
21 – 23.03.95	66	6500 – 7400	BD 26°2606
24 – 28.08.95	260	4500 – 8000	BD 25°3941 BD 28°4211
28 – 31.08.95	66	6700 – 7600	BD 25°3941 BD 28°4211
31.08 – 04.09.95	66	4860 – 5760	Feige 15 BD 28°4211
10.05.96	66	6700 – 7600	GD 140 BD 26°2606
13.05.96	66	4860 – 5760	Feige 98 Kopff 27
08.06.96	66	4860 – 5760	Feige 66 Kopff 27
09.06.96	66	6700 – 7600	Feige 66 BD 28°4211
06 – 08.01.97	66	4720 – 5620	EG 247
08 – 11.01.97	66	6175 – 7075	EG 247

The journal of observations is given in Table 2 and the list of the observed objects with relevant data, in Table 3. The spectra were analysed in terms of Gaussian components as described in Véron et al. (1997). Table 4 gives for each object the velocity, width and relative strength of each line, together with the adopted classification. Objects with broad Balmer lines were classified as Seyfert 1 galaxies, or QSOs whenever their absolute magnitude was brighter than $M_B = -23.0$ (assuming $H_0 = 50 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$); Seyfert 2s and HII regions were distinguished on the basis of the value of the $[\text{OIII}]\lambda 5007/\text{H}\beta$ and $[\text{NII}]\lambda 6584/\text{H}\alpha$ line ratios (Veilleux & Osterbrock

Send offprint requests to: P. Véron

* Based on observations collected at the Observatoire de Haute-Provence (CNRS), France, and at the European Southern Observatory, La Silla, Chili.

Table 2. Journal of observations. A: OHP, 260 Å mm⁻¹; B: OHP, 66 Å mm⁻¹ blue; C: OHP, 66 Å mm⁻¹ red; D: ESO, 230 Å mm⁻¹. An “*” after the exposure time indicates the presence of clouds during the exposure

Name	Disp.	Date	Exp. time (min)	Name	Disp.	Date	Exp. time (min)
4C 12.05	D	10.08.96	10	PKS 1420 – 27	D	25.07.95	10
Mark 1147	A	26.08.95	20	Mark 816	B	13.05.96	20
Mark 971	B	01.09.95	20	PKS 1437 – 153	D	27.07.95	10
Mark 998	A	26.08.95	20	Mark 833	C	22.03.95	20
Q 0155 + 0220	B	31.08.95	20	Mark 483	C	22.03.95	20
Mark 596	A	25.08.95	20	KUV 15519 + 2144	C	22.03.95	20
KUV 03079 – 0101	A	27.08.95	20	Q 1619 + 3752	B	01.09.95	20
CBS 74	A	30.04.95	15	EXO 1622.0 + 2611	C	22.03.95	20
	C	22.03.95	20	Q 1624 + 4628	C	28.08.95	20
HS 0843 + 2533	C	10.01.97	20	Q 1638 + 4634	A	27.08.95	20
Mark 391	B	07.01.97	20	Kaz 110	B	23.06.96	20
	C	10.01.97	20		C	22.06.96	20
KUG 0929 + 324	C	21.03.95	20	PKS 1903 – 80	D	28.07.95	10
CG 49	C	10.05.96	20	RN 73	B	31.08.95	20
UM 446	C	21.03.95	20		C	30.08.95	20
US 2896	C	22.03.95	20	Q 2233 + 0123	C	30.08.95	20
Mark 646	C	22.03.95	20	Q 2257 + 0221	B	02.09.95	20
2E 1219 + 0447	C	22.03.95	20	NGC 7678	B	02.09.95	20*
KUV 13000 + 2908	C	22.03.95	20		C	30.08.95	20
Q 1356 – 067	C	22.03.95	20	E 2344 + 184	B	01.09.95	20
Mark 469	B	08.06.96	20	UM 11	B	02.09.95	20*
	C	09.06.96	20		C	29.08.95	20

1987). In some cases, the classification is based on a single line ratio, either $\lambda 5007/\text{H}\beta$ or $\lambda 6584/\text{H}\alpha$. This is potentially dangerous; however we think that in most cases, there is no ambiguity, specially when $\lambda 6584/\text{H}\alpha < 0.3$ (see Fig. 6a in Véron et al. 1997).

3. Notes on individual objects

4C 12.05 (Gower et al. 1967) = PKS 0035+121 (Shimmings et al. 1975) has been tentatively identified by Wills & Wills (1976) and Jauncey et al. (1978) with a 16.5 – 17.0 mag object, the position of which is in good agreement with the accurate radio position measured by Condon et al. (1977); but they have shown that the optical spectrum, although inconclusive, was probably that of a star. However, Wills & Wills have remarked that there appears to be a small, fainter, south-preceding blue object, visible on the Palomar Sky Survey prints, blended with the image of the star. A V image, obtained on August 10, 1996 with EFOSC at the 3.6 m ESO telescope in La Silla shows that, indeed, the object is double, with a separation of 2.8 arcsec. The spectrograph slit was aligned on the two objects (PA = 229°); a 10 min exposure spectrum shows the north-following object to be a star, while the south-preceding object is a QSO at $z = 1.395$ (Fig. 1). The magnitude of the QSO, as measured on the spectrum is about 0.55 mag weaker than the star in B, and 0.87 mag in V. The emission line fluxes are 570 and 360 10^{-16} erg s⁻¹ cm⁻² for CIII] λ 1909 and MgII λ 2798, respectively.

Mark 1147 is an emission line galaxy (Markarian et al. 1980); it has been erroneously classified as a Seyfert

1 by Véron-Cetty & Véron (1985). Our low dispersion spectrum (Fig. 2) shows that it is a HII region, with $\lambda 5007/\text{H}\beta = 2.18$ and $\lambda 6584/\text{H}\alpha = 0.24$; this is in agreement with Markarian et al. (1980), who have noticed that $\lambda 6584$ is weak compared to $\text{H}\alpha$.

Mark 971 = KUG 0101+353 (Takase & Miyauchi-Isobe 1991b). Markarian et al. (1984) suggested that it could have an active nucleus; this, however, was not confirmed neither by Denisyuk & Lipovetski (1984) nor by Lipovetski et al. (1989). Our spectrum (Fig. 6) shows narrow emission lines (< 280 km s⁻¹ FWHM) with $\lambda 5007/\text{H}\beta = 0.41$ together with an $\text{H}\beta$ line in absorption; this object is, therefore, a HII region.

Mark 998. According to Markarian et al. (1984), this galaxy could have an active nucleus; Denisyuk & Lipovetski (1984) and Lipovetski et al. (1989) were not able to confirm this. Our low dispersion spectrum (Fig. 2) shows $\lambda 6584/\text{H}\alpha = 0.23$. It follows that this object is most probably a HII region.

Q 0155+0220 is an emission line galaxy according to Schneider et al. (1994). Our spectrum (Fig. 6) shows it to be a HII region with narrow (FWHM < 325 km s⁻¹) $\text{H}\beta$ and $\lambda 5007$ emission lines, and $\lambda 5007/\text{H}\beta = 0.71$.

Mark 596. This object, having $\lambda 6584/\text{H}\alpha > 1$ may have an active nucleus (Markarian et al. 1984). It is indeed a Seyfert 2 galaxy as our spectrum (Fig. 2) shows that $\lambda 5007/\text{H}\beta > 5$ and $\lambda 6584/\text{H}\alpha = 1.14$.

KUV 03079 – 0101 (Noguchi et al. 1980) is an emission line galaxy according to Chaffee et al. (1991). Our spectrum (Fig. 3) shows broad Balmer lines (3000 km s⁻¹ FWHM) and narrow [OIII] lines. The ratio of the total $\text{H}\beta$ flux to the $\lambda 5007$ flux is $R = 10$;

Table 3. This table gives for each of the observed objects: the name (Col. 1), the B1950 optical position measured on the Digitized Sky Survey (Cols. 2 and 3), where the the rms error is 0.6 arcsec in each coordinate; “*” indicates objects with larger errors because of their location near one edge of the Schmidt plate (Véron-Cetty & Véron 1996), the published redshift (Col. 4), the magnitude (Col. 5), the old spectral classification: S2: Seyfert 2, S1: Seyfert 1, HII: HII region, Q: Quasar, ?: unknown (Col. 6), and our classification (Col. 7). References for the finding charts (Col. 8): (1) Anguita et al. (1979), (2) Bolton & Ekers (1966), (3) Bowen et al. (1994), (4) Condon et al. (1977), (5) Kazarian (1979), (6) Kazarian & Kazarian (1980), (7) Kondo et al. (1984), (8) MacAlpine & Williams (1981), (9) MacAlpine et al. (1977), (10) Margon et al. (1985), (11) Markarian & Lipovetski (1971), (12) Markarian & Lipovetski (1972), (13) Markarian & Lipovetski (1973), (14) Markarian & Lipovetski (1974), (15) Markarian & Lipovetski (1976), (16) Markarian et al. (1977a), (17) Markarian et al. (1977b), (18) Markarian et al. (1979), (19) Penston (1971), (20) Pesch & Sanduleak (1983), (21) Pesch & Sanduleak (1986), (22) Sanduleak & Pesch (1984), (23) Schneider et al. (1994), (24) Takase & Miyauchi-Isobe (1985), (25) Wills & Wills (1976)

Name	α	δ	z	mag	old class.	our class.	Ref.
4C 12.05	00 35 41.98	12 11 03.6	–	17.5	?	Q	(25)
Mark 1147	00 45 57.94	10 03 56.9	0.036	15.7	S1	HII	(18)
Mark 971	01 01 32.79	35 18 07.8	0.085	16.5	S?	HII	(16)
Mark 998	01 30 02.04	–02 20 11.9	0.078	16.0	S?	HII	(17)
Q 0155 + 0220	01 55 47.90	02 20 26.3	0.066	16.7	?	HII	(23)
Mark 596	02 40 12.67	07 23 09.5*	0.038	14.8	S?	S2	(13)
KUV 03079 – 0101	03 07 54.83	–01 01 10.3	0.080	16.3	?	S1.0	(7)
CBS 74	08 29 11.46	37 17 49.1	0.091	17.	S	S1.2	(21)
HS 0843 + 2533	08 43 56.47	25 33 14.7	0.050	16.8	S1	S1	–
Mark 391	08 51 32.38	39 43 45.5	0.013	14.1	S?	HII	(11)
KUG 0929 + 324	09 29 01.90	32 26 59.9*	0.005	17.5	?	HII	(24)
CG 49	09 58 07.76	31 26 44.7	0.042	16.4	S2	S2	(20)
UM 446	11 39 12.06	–01 37 27.1	0.005	17.3	?	HII	(8)
US 2896	11 42 33.73	31 03 56.5	0.060	16.0	S1.5	S1	(22)
Mark 646	12 03 17.01	35 27 27.5	0.054	15.3	S	S1	(14)
2E 1219 + 0447	12 19 04.62	04 47 04.3	0.094	16.8	?	S1	(3)
KUV 13000 + 2908	13 00 01.52	29 07 37.0	0.023	16.1	S2	HII	(7)
Q 1356 – 067	13 56 44.90	–06 07 43.8	0.072	16.2	S?	HII	–
Mark 469	14 16 12.98	34 35 46.0	0.069	16.0	?	HII	(12)
PKS 1420 – 27	14 19 55.50	–27 14 20.8	–	18.	Q?	Q	(2)
Mark 816	14 31 40.78	52 59 26.8	0.089	16.5	S?	HII	(15)
PKS 1437 – 153	14 37 11.31	–15 18 58.9	–	19.	Q?	BL	(4)
Mark 833	14 55 59.69	35 24 05.4	0.040	16.0	S?	HII	(15)
Mark 483	15 28 41.48	34 05 53.3	0.048	16.4	HII	HII	(12)
KUV 15519 + 2144	15 51 53.33	21 43 42.9	0.040	15.8	S2	HII	(7)
Q 1619 + 3752	16 19 55.81	37 52 36.3	0.034	17.3	?	HII	(23)
EXO 1622.0 + 2611	16 22 05.33	26 11 23.9	–	16.1	S?	S1	–
Q 1624 + 4628	16 24 34.76	46 28 48.2	0.030	16.1	?	HII	(23)
Q 1638 + 4634	16 38 50.52	46 34 38.8	0.059	16.4	?	HII	(23)
Kaz 110	16 57 16.83	69 09 08.0	0.053	17.2	HII	HII	(5)
PKS 1903 – 80	19 03 56.16	–80 14 59.8	–	19.0	Q?	Q	(1)
RN 73	20 36 08.47	88 02 05.4	0.047	17.5	?	S1.9	(19)
Q 2233 + 0123	22 33 08.78	01 24 00.2	0.058	16.6	?	S1	(23)
Q 2257 + 0221	22 57 00.37	02 21 29.8	0.048	16.7	?	S2	(23)
NGC 7678	23 25 57.91	22 08 44.7	0.012	15.3	S2	HII	(6)
E 2344 + 184	23 44 53.30	18 28 10.8	0.138	15.9	?	S2	(10)
UM 11	23 50 45.22	03 26 22.3*	0.038	16.0	S	HII	(9)

this object is therefore a Seyfert 1.0 galaxy (Winkler 1992).

CBS 74 is a Seyfert galaxy according to Wagner et al. (1988). It was not detected at 4850 MHz by Gregory & Condon (1991) ($S < 25$ mJy) and is therefore a radioquiet object. Our spectra (Figs. 3, 9) show that it is a Seyfert 1.2 galaxy with a very broad H α component ($FWHM \sim 12000$ km s $^{-1}$) and $R = 3.6$. Such broad lines are common in radioloud quasars and broad line radiogalaxies (Miley & Miller 1979; Wills & Browne 1986; Brotherton et al. 1994; Eracleous & Halpern 1994), but they are rare in Seyfert galaxies although a few cases are known, such as 2E 0450–1816 (Eracleous & Halpern 1994)

and Arp 102B (Chen & Halpern 1989). Indeed, powerful radiogalaxies and radioloud quasars with extended radio morphologies tend to have the broadest Balmer lines, while AGNs with compact radiostructure and radioquiet objects have narrower Balmer lines (Miley & Miller 1979; Steiner 1981; Wills & Browne 1986).

HS 0843+2533. The ROSAT X-ray source RX J08469+2522 was identified by Bade et al. (1995) with a 16.8 mag AGN called HS 0843+2533, which exhibits a broad H α emission line ($FWHM = 5900$ km s $^{-1}$). Our spectrum (Fig. 9) shows, indeed, a strong, broad H α emission line ($FWHM = 4850$ km s $^{-1}$); this object is therefore a Seyfert 1 galaxy.

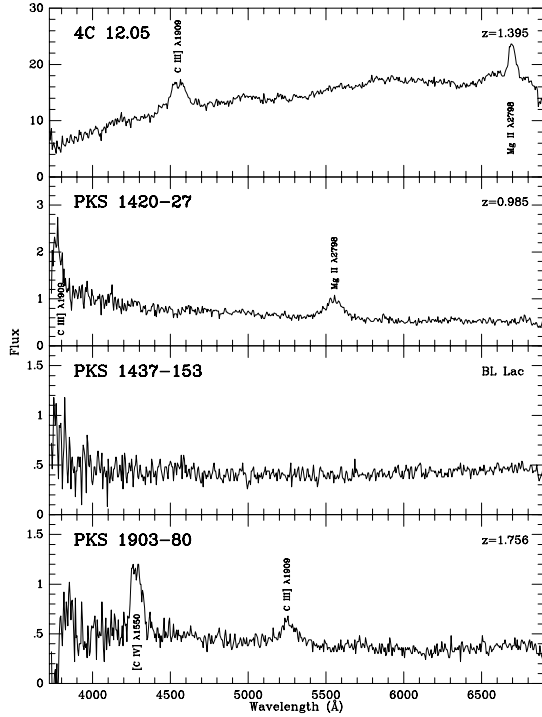


Fig. 1. Low dispersion spectra (resolution $\sim 15 \text{ \AA}$) of four objects observed with the 3.6 m ESO telescope. The fluxes are in units of $10^{-16} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2} \text{ \AA}^{-1}$

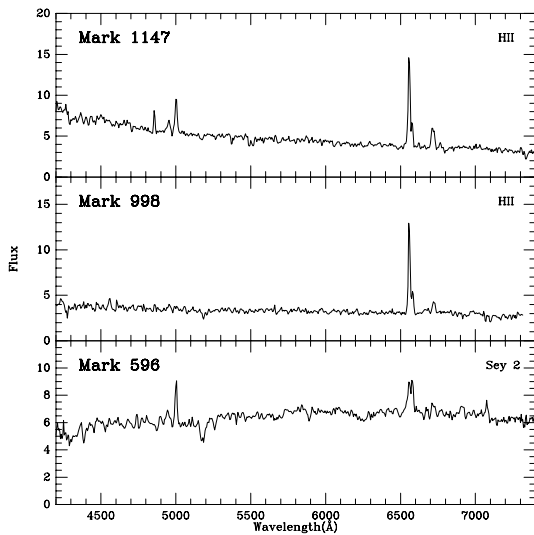


Fig. 2. Low dispersion spectra (resolution $\sim 13.5 \text{ \AA}$), in the rest frame, of three objects observed with the 1.93 m OHP telescope. The fluxes are in units of $10^{-16} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2} \text{ \AA}^{-1}$

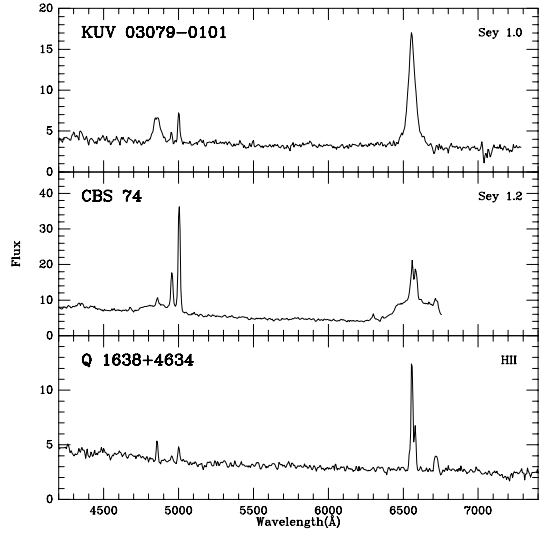


Fig. 3. Same as in Fig. 2 for three additional objects

Mark 391 = NGC 2691 is a S0a galaxy (Huchra 1977). For Arakelian et al. (1972), it weakly shows the characteristics of the Seyfert nuclei, with a broad $H\alpha$ emission line ($\sim 50 \text{ \AA}$). On this basis, Véron-Cetty & Véron (1985) classified it as a Seyfert 1. Shuder & Osterbrock (1981), however, concluded from their own spectroscopic observations that it is not a Seyfert. Our spectra (Fig. 4) show Balmer lines in absorption together with narrow ($FWHM < 215 \text{ km s}^{-1}$) emission lines with $\lambda 5007/H\beta = 1.21$ and $\lambda 6584/H\alpha = 0.55$, proving that it is a HII region.

KUG 0929+324 is a moderate excitation ($\lambda 5007/H\beta = 2.68$) emission line galaxy with an heliocentric radial velocity $V = 1500 \pm 70 \text{ km s}^{-1}$ according to Augarde et al. (1994). Our spectrum (Fig. 7) shows that it is a HII region with narrow emission lines ($FWHM < 150 \text{ km s}^{-1}$) and $\lambda 6584/H\alpha = 0.10$. We found the radial velocity to be $V = 4740 \text{ km s}^{-1}$ (Augarde 1995, private communication, gave $V = 4478 \text{ km s}^{-1}$).

CG 49. Salzer et al. (1995) published line intensity ratios for this object as follows: $\lambda 5007/H\beta = 11.68$ and $\lambda 6584/H\alpha = 0.30$. The $\lambda 6584$ line is too strong for a HII region and too weak for a Seyfert 2 galaxy. Our spectrum shows $\lambda 6584$ with the same low intensity, however it so happens that the redshifted wavelength of the $\lambda 6584$ line (6874 \AA) falls precisely at the position of the atmospheric B band. When corrected for atmospheric absorption by dividing the observed spectrum by the spectrum of a standard star (Fig. 7), we obtain $\lambda 6584/H\alpha = 0.79$, a normal value for a Seyfert 2 galaxy. The measured $FWHM$ of the emission lines is $\sim 300 \text{ km s}^{-1}$, in agreement with the adopted classification.

UM 446 is a moderate excitation ($\lambda 5007/H\beta = 4.54$) emission line galaxy (Salzer et al. 1989). Our spectrum (Fig. 7) shows narrow emission lines ($FWHM <$

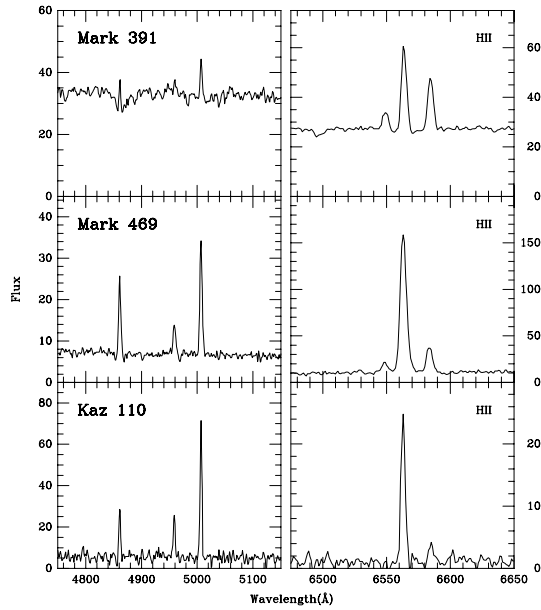


Fig. 4. Blue and red high dispersion spectra (resolution $\sim 3.4 \text{ \AA}$), in the rest frame, of three objects observed with the 1.93 m OHP telescope. The fluxes are in units of $10^{-16} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2} \text{ \AA}^{-1}$

160 km s^{-1}) with $\lambda 6584/\text{H}\alpha = 0.04$; this object is therefore a HII region.

US 2896 (Huang & Usher 1984) = CS 109 (Sanduleak & Pesch 1984) is an emission line galaxy (Mitchell et al. 1984), and a Seyfert 1.5 galaxy according to Everett & Wagner (1995). This is confirmed by our spectrum (Fig. 7) which shows a broad $\text{H}\alpha$ component ($2100 \text{ km s}^{-1} \text{ FWHM}$). A $[\text{OI}]\lambda 6300$ emission line is observed with $\lambda 6300/\text{H}\alpha_{\text{narrow}} = 0.03$.

Mark 646, PG 1203+35 (Green et al. 1986), CG 885 (Pesch & Sanduleak 1988) or KUG 1203+354 (Takase & Miyauchi-Isobe 1991a) is a Seyfert galaxy according to Green et al. (1986). Our spectrum (Fig. 7) shows a broad $\text{H}\alpha$ component ($2350 \text{ km s}^{-1} \text{ FWHM}$); Mark 646 is therefore a Seyfert 1 galaxy. A $\lambda 6300$ emission line is observed with $\lambda 6300/\text{H}\alpha_{\text{narrow}} = 0.05$.

2E 1219+0447 is an emission line galaxy (Bothun et al. 1984; Margon et al. 1985). We classify it as a Seyfert 1 galaxy on the basis of a weak, broad ($\text{FWHM} \sim 8500 \text{ km s}^{-1}$) $\text{H}\alpha$ component (Fig. 9).

KUV 13000+2908 (Noguchi et al. 1980), CG 963 (Sanduleak & Pesch 1990) or PB 3241 (Berger et al. 1991) is a Seyfert 2 galaxy according to Wegner & McMahan (1988). Our spectrum (Fig. 7) shows narrow ($\text{FWHM} < 185 \text{ km s}^{-1}$) emission lines with $\lambda 6584/\text{H}\alpha < 0.1$, so this object is a HII region.

Q 1356 – 067 is a QSO according to Goldschmidt et al. (1992). Our spectrum (Fig. 8), however, shows narrow ($\text{FWHM} < 280 \text{ km s}^{-1}$) emission lines with

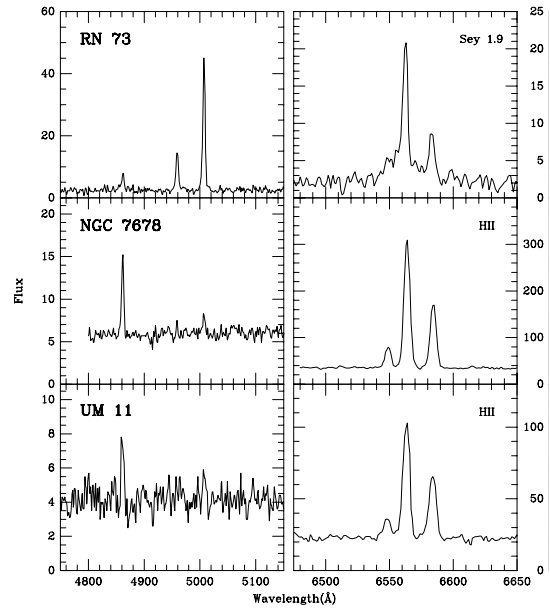


Fig. 5. Same as in Fig. 4 for three additional objects

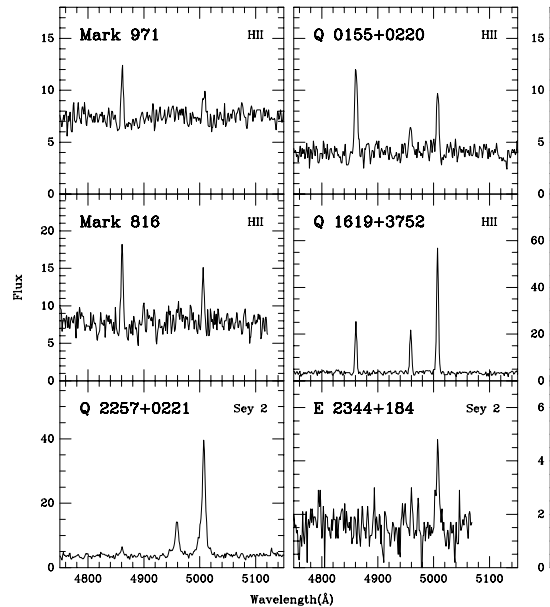


Fig. 6. Blue high dispersion spectra (resolution $\sim 3.4 \text{ \AA}$), in the rest frame, for six objects observed with the 1.93 m telescope. The fluxes are in units of $10^{-16} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2} \text{ \AA}^{-1}$

$\lambda 6584/\text{H}\alpha = 0.16$; this object is therefore a HII region. A $\lambda 6300$ emission line is observed with $\lambda 6300/\text{H}\alpha = 0.015$.

Mark 469, CG 899 (Pesch & Sanduleak 1989) or KUG 1416+345 (Takase & Miyauchi-Isobe 1984) is a 16.1 mag, UV excess galaxy (Peterson et al. 1981). Our observations (Fig. 4) show that it is a HII region, with $\lambda 5007/\text{H}\beta = 1.38$ and $\lambda 6584/\text{H}\alpha = 0.18$, the lines being narrow ($\text{FWHM} < 260 \text{ km s}^{-1}$).

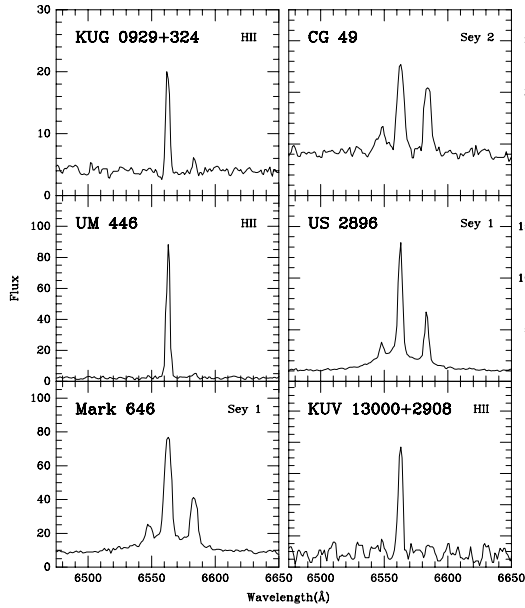


Fig. 7. Red high dispersion spectra (resolution $\sim 3.4 \text{ \AA}$), in the rest frame, for six objects observed with the 1.93 m telescope. The fluxes are in units of $10^{-16} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2} \text{ \AA}^{-1}$

PKS 1420 – 27. This radio source was identified by Bolton & Ekers (1966) with an 18 mag QSO. The identification was later confirmed by accurate optical and radio position measurements (Hunstead 1971, 1972). Our spectrum (Fig. 1) shows that it is indeed a QSO at $z = 0.985$. The emission line fluxes are 83 and $53 \cdot 10^{-16} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2}$ for $\text{CIII]}\lambda 1909$ and $\text{MgII}\lambda 2798$ respectively.

Mark 816 = KUG 1431+529 (Takase & Miyauchi-Isoe 1985) is a 16.5 mag, possibly Seyfert, galaxy (Afanasev et al. 1979); however, $\lambda 6584/\text{H}\alpha < 0.3$ (Afanasev et al. 1980). Our spectrum (Fig. 6) shows narrow emission lines ($< 240 \text{ km s}^{-1} \text{ FWHM}$) with $\lambda 5007/\text{H}\beta = 0.63$. This object is most probably a HII region.

PKS 1437 – 153 is a flat spectrum radio source identified by Condon et al. (1977) with a 19.0 mag starlike object. It has a featureless spectrum between 3800 and 7000 Å (Fig. 1) and is most probably a BL Lac object.

Mark 833 = CG 590 (Sanduleak & Pesch 1987) is an emission line galaxy (Markarian et al. 1985) which has been called a “narrow-line active galactic nucleus” by Veilleux & Osterbrock (1987), based on emission-line intensity ratios published by Shuder & Osterbrock (1981); it however happened that the object studied in this last paper is Mark 883 which is, in a few occasions mistakenly called Mark 833 (H. Falcke, private communication). The nature of the emission-line nebulosity in Mark 833 was therefore unknown. Our spectrum (Fig. 8) shows narrow ($\text{FWHM} < 225 \text{ km s}^{-1}$) emission lines with $\lambda 6584/\text{H}\alpha = 0.30$. This object is, therefore, a HII region.

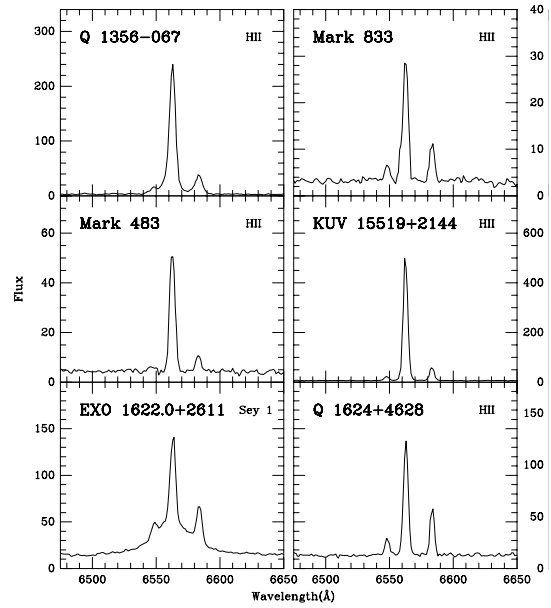


Fig. 8. Same as in Fig. 7 for six additional objects

Mark 483 = CG 741 (Sanduleak & Pesch 1987) is an emission line galaxy (Markarian et al. 1988; Izotov et al. 1993) with a strong UV excess ($U - B = -0.45$, Peterson et al. 1981). The emission-line ratios published by Markarian et al. ($\lambda 6584/\text{H}\alpha < 0.33$) and Izotov et al. ($\lambda 5007/\text{H}\beta \sim 2.0$) suggested that it is a HII region. This is confirmed by our spectrum (Fig. 8) which shows narrow emission lines ($\text{FWHM} < 225 \text{ km s}^{-1}$) with $\lambda 6584/\text{H}\alpha = 0.12$.

KUV 15519+2144 is a Seyfert 2 galaxy according to Wagner & Swanson (1990). Our spectrum (Fig. 8) shows it to be a HII region, with narrow ($\text{FWHM} < 185 \text{ km s}^{-1}$) emission lines and $\lambda 6584/\text{H}\alpha = 0.11$. A $\lambda 6300$ emission line is observed with $\lambda 6300/\text{H}\alpha = 0.02$

Q 1619+3752, an emission line galaxy according to Schneider et al. (1994), is classified as a HII region, as it shows narrow emission lines ($< 240 \text{ km s}^{-1} \text{ FWHM}$) and $\lambda 5007/\text{H}\beta = 2.56$ (Fig. 6).

EXO 1622.0+2611. An AGN for Giommi et al. (1991), this is a Seyfert 1 galaxy, as it presents a broad $\text{H}\alpha$ component ($1770 \text{ km s}^{-1} \text{ FWHM}$) (Fig. 8).

Q 1624+4628. An emission line galaxy according to Schneider et al. (1994), it is a HII region, with narrow ($< 195 \text{ km s}^{-1} \text{ FWHM}$) emission lines and $\lambda 6584/\text{H}\alpha = 0.40$ (Fig. 8).

Q 1638+4634. An emission line galaxy according to Schneider et al. (1994), it is a HII region, with $\lambda 5007/\text{H}\beta = 0.86$ and $\lambda 6584/\text{H}\alpha = 0.40$ (Fig. 3).

Kaz 110. The emission-line gas in this object was shown to be ionized by hot stars (Kazarian & Tamazian 1993). Our spectra (Fig. 4) confirm this result, the measured line ratios being: $\lambda 5007/\text{H}\beta = 2.83$ and $\lambda 6584/\text{H}\alpha = 0.09$.

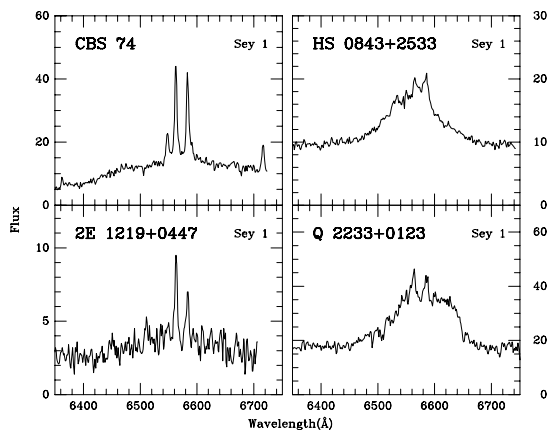


Fig. 9. Same as in Fig. 7 for four additional objects

PKS 1903 – 80. This flat spectrum radio source (Quintero & Cersosimo 1993) was identified with a 19.0 mag QSO by Anguita et al. (1979). The identification was confirmed by an accurate radioposition measurement (Russel et al. 1992). It is indeed a QSO at $z = 1.756$ (Fig. 1). The emission line fluxes are 57 and $25 \cdot 10^{-16} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2}$ for $\text{CIV}\lambda 1550$ and $\text{CIII}\lambda 1909$ respectively.

RN 73 (Ryle & Neville 1962) = 8C 2037+880 (Rees 1990) was identified with a 17.5 mag emission line galaxy (Penston 1971). Our spectra (Fig. 5) show a weak, broad ($FWHM \sim 1590 \text{ km s}^{-1}$) $\text{H}\alpha$ component, but no broad $\text{H}\beta$ component: this object is a Seyfert 1.9 galaxy. However, the ratio $\lambda 6584/\text{H}\alpha_{\text{narrow}} = 0.37$ is low for a Seyfert galaxy. Halliday (1977) published an accurate radiomap for this source; its position, as measured on this map ($\alpha_{1950} = 20^{\text{h}}36^{\text{m}}44^{\text{s}}$, $\delta_{1950} = 88^{\circ}01'58''$), is about 20 arcsec away from the position of the galaxy, suggesting that the radiostructure and the galaxy are not to be related.

Q 2233+0123. An emission line galaxy according to Schneider et al. (1994), it is a Seyfert 1, having a strong and broad ($FWHM \sim 5500 \text{ km s}^{-1}$) $\text{H}\alpha$ component (Fig. 9). The profile of this line deviates significantly from a Gaussian, having a flat top.

Q 2257+0221 is an emission line galaxy according to Schneider et al. (1994). It is a Seyfert 2 having broad ($FWHM \sim 500 \text{ km s}^{-1}$), asymmetrical $[\text{OIII}]$ lines, that are much stronger than $\text{H}\beta$ ($\lambda 5007/\text{H}\beta \sim 17$) (Fig. 6).

NGC 7678 = Kaz 336 (Kazarian & Kazarian 1980). Although classified as a Seyfert 2 galaxy by Kazarian (1993), this is a HII region with $\lambda 6584/\text{H}\alpha = 0.52$, $\lambda 5007/\text{H}\beta = 0.25$ and linewidth $< 260 \text{ km s}^{-1} FWHM$ (Fig. 5).

E 2344+184 is a spiral galaxy (Hutchings & Neff 1992). According to Margon et al. (1985), it is an emission line galaxy with a strong $\lambda 6584$ emission line. Our low signal-to-noise blue spectrum (Fig. 6) shows a strong

$\lambda 5007$ line ($\lambda 5007/\text{H}\beta > 6$), so it is most probably a Seyfert 2 galaxy.

UM 11. Terlevich et al. (1991) gave line ratios: $\lambda 6584/\text{H}\alpha = 1.23$ and $\lambda 5007/\text{H}\beta = 0.83$, suggesting that this object is a Liner; our spectra (Fig. 5) give $\lambda 6584/\text{H}\alpha = 0.56$ and $\lambda 5007/\text{H}\beta \sim 0.5$ (with linewidth $< 300 \text{ km s}^{-1} FWHM$) showing that it is a HII region instead.

4. Conclusions

We have observed 37 AGN candidates and classified them on the basis of their spectroscopic properties; the line intensities and widths were obtained by fitting the spectra with Gaussian components. We concluded that three of the observed objects are confirmed QSOs, one is a BL Lac object, nine are Seyfert 1 galaxies, four are Seyfert 2s, while twenty are HII regions.

Acknowledgements. We are grateful to Dr. M. Viton for having allowed us to take the low dispersion spectrum of CBS 74 during his observing run. This research has made use of the NASA/IPAC extragalactic database (NED) which is operated by the Jet Propulsion Laboratory, Caltech, under contract with the National Aeronautics and Space Administration. A.C. Gonçalves acknowledges support from the JNICT during the course of this work, in the form of a PRAXIS XXI PhD. grant (PRAXIS XXI/BD/5117/95).

References

- Afanasev V.L., Denisjuk E.K., Lipovetski V.A., 1979, Soviet Astron. Lett. 5, 144
- Afanasev V.L., Lipovetski V.A., Markarian B.E., Stepanian D.A., 1980, Astrophys. 16, 119
- Anguita C., Campusano L.E., Torres C., Pedreros M., 1979, AJ 84, 718
- Arakelian M.A., Dibai E.A., Esipov V.F., 1972, Astrophys. 8, 197
- Augarde R., Chalabaev A., Comte G., Kunth D., Machara H., 1994, A&AS 104, 259
- Bade N., Fink H.H., Engels D., et al., 1995, A&AS 110, 649
- Berger J., Cordoni J.P., Fringant A.-M., et al., 1991, A&AS 87, 389
- Bolton J.G., Ekers J., 1966, Aust. J. Phys. 19, 275
- Bothun F.D., Margon B., Balick B., 1984, PASP 96, 583
- Bowen D.V., Osmer S.J., Blades J.C., et al., 1994, AJ 107, 481
- Brotherton M.S., Wills B.J., Steidel C.C., Sargent W.L.W., 1994, ApJ 423, 131
- Chaffee F.H., Foltz C.B., Hewett P.C., et al., 1991, AJ 102, 461
- Chen K., Halpern J.P., 1989, ApJ 344, 115
- Condon J.J., Hicks P.D., Jauncey D.L., 1977, AJ 82, 692
- Dekker H., D'Odorico S., Arsenault R., 1988, A&A 189, 353
- Denisjuk E.K., Lipovetski V.A., 1984, Astrophys. 20, 290
- Eracleous M., Halpern J.P., 1994, ApJS 90, 1
- Everett M.E., Wagner R.M., 1995, PASP 107, 1059
- Giommi P., Tagliaferri G., Beuermann K., et al., 1991, ApJ 378, 77
- Goldschmidt P., Miller L., La Franca F., Cristiani S., 1992, MNRAS 256, 65P

Table 4. Fitting profile analysis results (see text). Column 2 gives the redshift used to deredshift the spectra, while Cols. 3 and 7 give the velocity of the lines as measured on the deredshifted spectra. Columns 6 and 10 give the peak intensity of the H β and H α lines respectively (in units of 10^{-16} erg s $^{-1}$ cm $^{-2}$ Å $^{-1}$). The *FWHM* are observed values, not corrected for the instrumental profile; values in parenthesis are from low dispersion spectra and are unresolved

Name	z	V (km s $^{-1}$)	<i>FWHM</i> (km s $^{-1}$)	$\frac{\lambda 5007}{H\beta}$	H β	V (km s $^{-1}$)	<i>FWHM</i> (km s $^{-1}$)	$\frac{\lambda 6584}{H\alpha}$	H α	Spectral type
Mark 1147	0.0364	14	(780)	2.18	2.3	11	(635)	0.24	11.4	HII
Mark 971	0.0823	15	280	0.41	5.6	—	—	—	—	HII
Mark 998	0.0761	—	—	—	—	22	(580)	0.23	10.3	HII
Q 0155 + 0220	0.0651	−1	325	0.71	8.4	—	—	—	—	HII
Mark 596	0.0388	−16	(960)	> 5.0	< 0.6	45	(720)	1.14	2.2	S2
KUV 03079 − 0101	0.0807	−15	(860)	> 10.0	< 0.4	—	—	—	—	S1.0
		−29	3360	—	3.1	−28	2570	—	12.2	
CBS 74	0.0920	143	(945)	15.6	1.9	−10	260	0.89	27.8	S1.2
		1485	14500	—	2.3	1092	12200	—	10.4	
HS 0843+2533	0.0507	—	—	—	—	90	475	1.6	2.5	S1
		—	—	—	—	−70	4850	—	7.3	
Mark 391	0.0133	9	210	1.21	9.9	45	225	0.55	36.7	HII
KUG 0929+324	0.0158	—	—	—	—	−6	150	0.10	17.6	HII
CG 49	0.0438	—	—	—	—	15	300	0.79	17.4	S2
UM 446	0.0061	—	—	—	—	9	160	0.04	79.8	HII
US 2896	0.0594	—	—	—	—	−3	185	0.43	103	S1
		—	—	—	—	−120	2100	—	12.3	
Mark 646	0.0536	—	—	—	—	0	280	0.46	62.8	S1
		—	—	—	—	−16	2350	—	8.0	
2E 1219+0447	0.0947	—	—	—	—	3	225	0.54	5.5	S1
		—	—	—	—	222	8440	—	1.6	
KUV 13000+2908	0.0223	—	—	—	—	3	185	< 0.1	7.0	HII
Q 1356−067	0.0746	—	—	—	—	6	280	0.16	226	HII
Mark 469	0.0689	−9	295	1.38	19.4	18	260	0.18	147	HII
Mark 816	0.0887	−19	240	0.63	10.5	—	—	—	—	HII
Mark 833	0.0395	—	—	—	—	−8	225	0.30	25.7	HII
Mark 483	0.0481	—	—	—	—	−5	225	0.12	48.3	HII
KUV 15519+2144	0.0392	—	—	—	—	−9	185	0.11	483	HII
Q 1619+3752	0.0331	−3	240	2.56	20.4	—	—	—	—	HII
EXO 1622.0+2611	0.0394	—	—	—	—	15	225	0.40	93.0	S1
		—	—	—	—	12	1770	—	33.0	
Q 1624+4628	0.0301	—	—	—	—	6	195	0.40	124	HII
Q 1638+4634	0.0581	10	(720)	0.86	1.8	36	(625)	0.40	10.3	HII
Kaz 110	0.0527	−5	225	2.83	22.9	9	170	0.09	23.1	HII
RN 73	0.0491	18	310	7.4	5.4	−16	185	0.37	16.3	S1.9
		—	—	—	—	−34	1590	—	3.1	
Q 2233+0123	0.0566	—	—	—	—	15	290	0.60	8.5	S1
		—	—	—	—	1080	5500	—	21.3	
Q 2257+0221	0.0466	3	495	16.7	1.9	—	—	—	—	S2
NGC 7678	0.0116	12	270	0.25	9.5	45	250	0.52	272	HII
E 2344+184	0.1365	24	425	> 6.0	< 0.5	—	—	—	—	S2
UM 11	0.0390	−8	310	0.46	3.8	21	290	0.56	80.2	HII

Gower J.F.R., Scott P.F., Wills D., 1967, Mem. RAS 71, 49

Green R.F., Schmidt M., Liebert J., 1986, ApJS 61, 305

Gregory P.C., Condon J.J., 1991, ApJS 75, 1011

Halliday J., 1977, MNRAS 179, 111

Huang K.L., Usher P.D., 1984, ApJS 56, 393

Huchra J.P., 1977, ApJS 35, 171

Hunstead R.W., 1971, MNRAS 152, 277

Hunstead R.W., 1972, MNRAS 157, 367

Hutchings J.B., Neff S.G., 1992, AJ 104, 1

Izotov Y.I., Lipovetski V.A., Guseva N.G., et al., 1993, A&A Trans. 3, 197

Jauncey D.L., Wright A.E., Peterson B.A., Condon J.J., 1978, ApJ 219, L1

Kazarian M.A., 1979, Astrophys. 15, 1

Kazarian M.A., 1993, Astrophys. 36, 217

Kazarian M.A., Kazarian E.S., 1980, Astrophys. 16, 7

Kazarian M.A., Tamazian V.S., 1993, Astrophys. 36, 222

Kondo M., Noguchi T., Machara H., 1984, Ann. Tokyo Astron. Obs. 20, 130

Lemaître G., Kohler D., Lacroix D., Meunier J.-P., Vin A., 1989, A&A 228, 546

Lipovetski V.A., Shapavalova A.I., Stepanian D.A., Erastova L.K., 1989, Astrophys. 31, 665

MacAlpine G.M., Williams G.A., 1981, ApJS 45, 113

MacAlpine G.M., Smith S.B., Lewis D.W., 1977, ApJS 34, 95

Margon B., Downes R.A., Chanan G.A., 1985, ApJS 59, 23

Markarian B.E., Lipovetski V.A., 1971, Astrophys. 7, 299

Markarian B.E., Lipovetski V.A., 1972, Astrophys. 8, 89

Markarian B.E., Lipovetski V.A., 1973, Astrophys. 9, 283

Markarian B.E., Lipovetski V.A., 1974, Astrophys. 10, 185

Markarian B.E., Lipovetski V.A., 1976, Astrophys. 12, 429

- Markarian B.E., Lipovetski V.A., Stepanian D.A., 1977a, *Astrophys.* 13, 116
- Markarian B.E., Lipovetski V.A., Stepanian D.A., 1977b, *Astrophys.* 13, 215
- Markarian B.E., Lipovetski V.A., Stepanian D.A., 1979, *Astrophys.* 15, 130
- Markarian B.E., Lipovetski V.A., Stepanian D.A., 1980, *Astrophys.* 16, 1
- Markarian B.E., Lipovetski V.A., Stepanian D.A., 1984, *Astrophys.* 20, 581
- Markarian B.E., Erastova L.K., Lipovetski V.A., Stepanian D.A., Shapovalova A.I., 1985, *Astrophys.* 22, 127
- Markarian B.E., Erastova L.K., Lipovetski V.A., Stepanian D.A., Shapovalova A.I., 1988, *Astrophys.* 28, 14
- Massey P., Strobel K., Barnes J.V., Anderson E., 1988, *ApJ* 328, 315
- Miley G.K., Miller J.S., 1979, *ApJ* 228, L55
- Mitchell K.J., Warnock A., Usher P.D., 1984, *ApJ* 287, L3
- Noguchi T., Machara H., Kondo M., 1980, *Ann. Tokyo Astron. Obs.* 18, 55
- Oke J.B., 1974, *ApJS* 27, 21
- Oke J.B., Gunn J.E., 1983, *ApJ* 266, 713
- Penston M.V., 1971, *ApJ* 170, 395
- Pesch P., Sanduleak N., 1983, *ApJS* 51, 171
- Pesch P., Sanduleak N., 1986, *ApJS* 60, 543
- Pesch P., Sanduleak N., 1988, *ApJS* 66, 297
- Pesch P., Sanduleak N., 1989, *ApJS* 70, 163
- Peterson B.M., Fricke K., Biermann P., 1981, *PASP* 93, 281
- Quiniento Z.M., Cersosimo J.C., 1993, *A&AS* 97, 435
- Rees N., 1990, *MNRAS* 244, 233
- Russel J.L., Jauncey D.L., Harvey B.R., et al., 1992, *AJ* 103, 2090
- Ryle M., Neville A.C., 1962, *MNRAS* 125, 39
- Salzer J.J., MacAlpine G.M., Boroson T.A., 1989, *ApJS* 70, 447
- Salzer J.J., Moody J.W., Rosenberg J.L., Gregory S.A., Newberry M.V., 1995, *AJ* 109, 2376
- Sanduleak N., Pesch P., 1984, *ApJS* 55, 517
- Sanduleak N., Pesch P., 1987, *ApJS* 63, 809
- Sanduleak N., Pesch P., 1990, *ApJS* 72, 291
- Schneider D.P., Schmidt M.S., Gunn J.E., 1994, *AJ* 107, 1245
- Shimmings A.J., Bolton J.G., Wall J.V., 1975, *Aust. J. Phys. Astrophys. Suppl.* 34, 63
- Shuder J.M., Osterbrock D.E., 1981, *ApJ* 250, 55
- Steiner J.E., 1981, *ApJ* 250, 469
- Stone R.P.S., 1977, *ApJ* 218, 767
- Takase B., Miyauchi-Isobe N., 1984, *Ann. Tokyo Astron. Obs.* 19, 595
- Takase B., Miyauchi-Isobe N., 1985, *Ann. Tokyo Astron. Obs.* 21, 127
- Takase B., Miyauchi-Isobe N., 1991a, *Pub. Nat. Obs. Japan* 2, 37
- Takase B., Miyauchi-Isobe N., 1991b, *Pub. Nat. Obs. Japan* 2, 239
- Terlevich R., Melnick J., Masegosa J., Moles M., Copetti M.V.F., 1991, *A&AS* 91, 285
- Veilleux S., Osterbrock D.E., 1987, *ApJS* 63, 295
- Véron-Cetty M.-P., Véron P., 1985, *ESO Scientific Report* No. 4
- Véron-Cetty M.-P., Véron P., 1986, *A&AS* 65, 241
- Véron-Cetty M.-P., Véron P., 1996, *A&AS* 115, 97
- Véron P., Gonçalves A.C., Véron-Cetty M.-P., 1997, *A&A* 319, 52
- Wagner R.M., Swanson S.R., 1990, *AJ* 99, 330
- Wagner R.M., Sion E.M., Liebert J., Stanfield S.G., 1988, *ApJ* 328, 213
- Wegner G., McMahan R.K., 1988, *AJ* 96, 1933
- Wills B.J., Browne I.W.A., 1986, *ApJ* 302, 56
- Wills D., Wills B.J., 1976, *ApJS* 31, 143
- Winkler H., 1992, *MNRAS* 257, 677

AGNs with composite spectra[★]

P. Véron¹, A.C. Gonçalves^{1,2}, and M.-P. Véron-Cetty¹

¹ Observatoire de Haute-Provence (CNRS), F-04870 Saint Michel l'Observatoire, France

² Centro de Astrofísica da Universidade do Porto, Rua do Campo Alegre 823, 4150 Porto, Portugal

Received 11 April 1996 / Accepted 22 July 1996

Abstract. The use of the Baldwin et al. (1981) or Veilleux & Osterbrock (1987) diagnostic diagrams allows the unambiguous classification of the nuclear emission line regions of most galaxies into one of three categories: nuclear HII regions or starbursts, Seyfert 2 galaxies and Liners. However, a small fraction of them have a “transition” spectrum.

We present spectral observations of 15 “transition” objects at high-dispersion (66Åmm^{-1}) around the $H\alpha$, [NII] $\lambda\lambda 6548, 6584$ and/or $H\beta$, [OIII] $\lambda\lambda 4959, 5007$ emission lines. We show that most of these spectra are composite, due to the simultaneous presence on the slit of a Seyfert nucleus and a HII region.

Seyfert 2s and Liners seem to occupy relatively small and distinct volumes in the three-dimensional space $\lambda 5007/H\beta$, $\lambda 6584/H\alpha$, $\lambda 6300/H\alpha$.

Key words: galaxies: nuclei – galaxies: active – galaxies: Seyfert

1. Introduction

Baldwin et al. (1981) have shown empirically that several combinations of easily-measured emission lines can be used to separate emission-line galaxies into one of three categories according to the principal excitation mechanism: nuclear HII regions or starbursts, Seyfert 2 galaxies and Liners. They have found that the three groups can be effectively segregated using plots of [NII] $\lambda 6584/H\alpha$ vs. [OIII] $\lambda 5007/H\beta$ and of [OII] $\lambda 3727/[OIII]\lambda 5007$ vs. [OIII] $\lambda 5007/H\beta$, [NII] $\lambda 6584/H\alpha$, or [OI] $\lambda 6300/H\alpha$.

Veilleux & Osterbrock (1987) have proposed a revised method of classification involving the line ratios $\lambda 5007/H\beta$, $\lambda 6584/H\alpha$, [SII] $\lambda\lambda 6717, 6731/H\alpha$ and $\lambda 6300/H\alpha$. These line ratios take full advantage of the physical distinctions between the various types of objects and minimize the effects of reddening correction and calibration errors.

Send offprint requests to: P. Véron

[★] Based on observations made at the Observatoire de Haute-Provence (CNRS), France

The use of Baldwin et al. (1981) or Veilleux & Osterbrock (1987) diagnostic diagrams generally yields an immediate classification of the nuclear emission line clouds; “transition” objects exist however, which cannot be classified unambiguously from their line ratios (Heckman et al., 1983; Keel, 1984; Veilleux & Osterbrock, 1987; Ho et al., 1993a). When observed with sufficient spectral resolution, such objects show different profiles for the permitted and forbidden lines (Heckman et al., 1981; Véron et al., 1981a,b; Véron-Cetty & Véron, 1985, 1986b), this being due to the superposition of several components that have different relative line strengths and are kinematically and spatially distinct - usually a HII region and a Seyfert cloud; they have a “composite” spectrum.

The fraction of giant spiral galaxies with Seyfert or Liner like activity decreases from about 70% in Sa to 6% in Sc; in contrast, the fraction of galaxies with a nuclear HII region rises from 4% in Sa to 65% in Sc (Véron-Cetty & Véron, 1986b). If the occurrence of the two kinds of emission line regions is independent, we expect to find them simultaneously in 3 to 6% of all nuclei, with a maximum in Sb galaxies; the existence of composite spectra is therefore not unexpected.

The aim of this paper is to check the hypothesis that HII regions, Liners and Seyfert 2s fall into well defined and relatively restricted regions in the $\lambda 5007/H\beta$ vs. $\lambda 6584/H\alpha$ and other similar diagrams, and that all “transition” spectra are in fact composite spectra. If this is the case, the regions occupied by Liners and Seyfert 2s in such diagnostic diagrams will have a smaller area, restricting the range of possible physical parameters in these clouds.

2. Nuclear emission regions

2.1. HII regions

A large fraction of all spiral galaxies exhibit a nuclear emission-line spectrum which resembles a stellar-photoionized HII region (Keel, 1983b; Véron-Cetty & Véron, 1986b). These objects are called HII region nuclei, or, in unusually luminous cases, starburst nuclei (Weedman et al., 1981; Balzano, 1983; Heckman et al., 1983). Some galaxies also contain discrete circumstellar HII regions referred to as hotspots (Sersic & Pastoriza,

1965). The emission-line spectra of these nebulae form a one-parameter (the ionizing parameter) sequence (Evans & Dopita, 1985; McCall et al., 1985).

2.2. Seyfert galaxies

Koski (1978) found that the optical continua of Seyfert 2 nuclei could be approximated by a stellar contribution diluted by a featureless continuum, with the latter component described by a power law ($f_\nu \propto \nu^\alpha$) with spectral index $\alpha = -1.5 \pm 0.5$. He estimated that the flux of the power law component extrapolated to ionizing energies was sufficient for generating the observed recombination line strengths. Given the uncertain details of Seyfert 2 continua, most photoionization calculations applied to these objects have represented the ionizing spectral energy by a power law. Typical best fit parameters for these calculations include: $\alpha = -1.5$; ionization parameter (the ratio of ionizing photon density to nuclear density at the face of a cloud) $u = 10^{-2}$ to $10^{-2.5}$; density $n_e \sim 10^3 \text{ cm}^{-3}$ and abundances 1/3 - 1 solar. Kinney et al. (1991) found that the median value of the UV slope is $\alpha = -1.35$. These simple models succeed in reproducing the spectral features of Seyfert 2 galaxies only in a very broad sense. As the diagnostic diagrams of Veilleux & Osterbrock (1987) clearly show, there is considerable scatter around the theoretical predictions for Seyfert 2 galaxies. Ho et al. (1993b) showed that most of this dispersion arises from variations in the average heating energy per ionization, and hence the hardness of the photoionizing continuum (i.e., the ratio of X-ray to EUV fluxes). When the ionizing spectral energy distribution is parametrized as a power law, the observed line ratios are bracketed by variations of continuum spectral index spanning from $\alpha = -2.5$ to $\alpha = -1.0$. In fact, the actual energy distribution of the ionizing continuum may be quite different from that of a single power law (Binette et al., 1988). A more realistic model would consist of a power law spectrum plus a blackbody spectrum with temperature ranging from a few 10^4 K to a few 10^5 K (Stasinska, 1984; Robinson et al., 1987), which could be emitted by an accretion disk (Binette et al., 1988; Laor & Netzer, 1989; Fiore et al., 1995). Additional scatter may reflect intrinsic variation in the density, ionization parameter or abundances in the line-emitting gas. The nitrogen could be overabundant by a factor ~ 2 in at least some of the objects (Stasinska, 1984; Storchi-Bergmann & Pastoriza, 1989; Storchi-Bergmann, 1991; Cid Fernandez et al., 1992), while the heavy elements (oxygen and neon) could be depleted (Cruz-Gonzalez et al., 1991). There is a range of density in each of the objects; the strength of [OIII] $\lambda 4363$ indicates electron densities ranging approximately from 10^4 cm^{-3} to 10^6 cm^{-3} , while the electron densities derived from [SII] $\lambda 6731/\lambda 6716$ are of the order of 10^3 cm^{-3} or less (Baldwin, 1975; Osterbrock, 1977; Bonatto & Pastoriza, 1990). Stasinska (1984) suggested that Seyfert 2 nuclei contain one system of high density clouds ($n_e > 10^6 \text{ cm}^{-3}$) with roughly the same u ($\sim 10^{-2}$) for all objects, and one lower density cloud system ($n_e < 10^4 \text{ cm}^{-3}$) for which u varies from one object to another.

Seyfert 1 galaxies show the presence of a cloud system with two well separated regions of line emission, the extended narrow-line region and the compact broad-line region, with a gap between the two with almost no line emission; this is naturally explained by the presence of dust mixed with the gas. The dust sublimates very close to the center where the velocity is high, giving rise to strong, broad emission lines. Dust absorption of ionizing photons dominates over gas absorption for large values of u ($> 10^{-2.2}$), introducing a gap with a significantly lower line emission efficiency from about $u \sim 0.1$ to about $\sim 10^{-2}$. Strong emission lines show up again below this value of u . Internal dust modifies the gas ionization and the line emission in several ways (Netzer & Laor, 1993). The chemical composition of the gas phase is modified by the heavy element depletion into the grains (Kingdom et al., 1995) which modifies the relative contribution of different elements to the cooling function and consequently changes various line intensity ratios of the emission-line spectrum (Shields, 1992).

2.3. Liners

According to Heckman's (1980) definition, Liners have $\lambda 3727 > \lambda 5007$, and $\lambda 6300 > 1/3 \lambda 5007$. The excitation mechanism of Liners has been highly controversial. Excitation mechanisms that have been proposed include photoionization by a dilute power-law continuum, shock heating, cooling flows, and photoionization by very hot Wolf-Rayet stars or normal O stars (see the review by Filippenko, 1993). Although Liners can best be explained by photoionization by non-stellar ionizing continua with a range of spectral hardness and gas densities, it cannot be excluded that at least some of these objects are shock heated (Moorwood et al., 1996) or photoionized by hot stars (Terlevich & Melnick, 1985; Filippenko & Terlevich, 1992; Schulz & Fritsch, 1994). Power-law models with a range in density $n_e = 10^{2.5} - 10^{5.5} \text{ cm}^{-3}$, ionization parameters $u = 10^{-3}$ to 10^{-4} and spectral index $\alpha = -2.5$ to -1 can reasonably reproduce the range of observed low-ionization line ratios of Liners (Ho et al., 1993b). In fact, the existence of a strong correlation between line width and critical density for de-excitation in the narrow-line region of some well studied Liners shows that the range of densities within each of these regions is very large ($n_e = 10^3 - 10^7 \text{ cm}^{-3}$) (Filippenko & Halpern, 1984; Filippenko, 1985). Such conditions are probably common to most Liners as [OI] $\lambda 6300$ is often found to be broader than each of the [SII] $\lambda\lambda 6716, 6731$ lines (Filippenko & Sargent, 1985). The highest densities normally found in the narrow line region of Seyfert galaxies are a factor of ~ 10 smaller than the highest values found in Liners (Filippenko & Halpern, 1984).

Some Liners show a broad component of H α (Keel, 1983a; Filippenko & Sargent, 1985; Ho et al., 1993a), a compact X-ray source (Koratkar et al., 1995), a compact ultraviolet nuclear emission (Maoz et al., 1995) and/or a compact radiocore (Heckman, 1980), which adds support to the hypothesis that they are genuine AGNs ionized by a non-stellar continuum.

2.4. Line widths

The forbidden emission lines in Seyfert galaxies are relatively broad; estimates of the FWHM median value range from 350 km s^{-1} (Vrtilek & Carleton, 1985; Whittle, 1985a; Wilson & Heckman, 1985) to 550 km s^{-1} (Heckman et al., 1981); this value may depend on the sample used, as the line width is correlated with the bulge luminosity of the galaxy, ranging from $\sim 400 \text{ km s}^{-1}$ for Sbc galaxies to $\sim 700 \text{ km s}^{-1}$ for ellipticals (Véron & Véron-Cetty, 1986). The emission line widths in Liners are comparable to those in narrow line regions of Seyfert galaxies (Heckman, 1980; Whittle, 1985a). The median FWHM for the [OIII] lines has been found to be smaller in Seyfert 1 galaxies ($\sim 380 \text{ km s}^{-1}$) than in Seyfert 2 ($\sim 500 \text{ km s}^{-1}$) (Heckman et al., 1981; Feldman et al., 1982; de Robertis & Osterbrock, 1986); this last result, however, has not been confirmed neither by Whittle (1985b), nor by Wilson & Heckman (1985). In radioquasars, the median FWHM of the [OIII] line is 520 km s^{-1} (Brotherton, 1996).

The emission line widths in nuclear HII regions and starburst galaxies are significantly smaller, with a median value of $\sim 160 \text{ km s}^{-1}$ (Feldman et al., 1982; Brungardt, 1988). A limit to empirically dividing Seyfert galaxies from HII regions has been set to 300 km s^{-1} (Heckman et al., 1981; Shuder & Osterbrock, 1981), 250 km s^{-1} (Feldman et al., 1982; Whittle, 1985a) or even 150 km s^{-1} (Véron, 1981); there is however a substantial degree of overlap (Shuder & Osterbrock, 1981; Phillips et al., 1983; Whittle, 1985a; Wagner, 1988).

The line ratios and line widths being different in nuclear HII regions and in Liner and Seyfert nebulosities, the spectrum of the nuclear region of a galaxy in which both types of clouds are simultaneously present will have lines with different profiles (Heckman et al., 1983).

3. The composite spectra

3.1. Known AGNs having a composite spectrum

A number of objects having a composite spectrum are already known. They are listed in Table 1 and discussed below.

In **NGC 613**, line ratios measured by Osmer et al. (1974) indicate a “transition” spectrum. Observations around $H\alpha$ with a resolution of $\sim 180 \text{ km s}^{-1}$ show that it is a composite spectrum (Véron-Cetty & Véron, 1986b).

NGC 1275 is one of the original Seyfert galaxies (Seyfert, 1943). The relative [NII] intensity in the nucleus is low for a Seyfert-like object (Ho et al., 1993a); the [OII] $\lambda 3727$ line is much narrower than the [OIII] lines (Balick & Heckman, 1979; Owen et al., 1996); the [OIII] and $H\beta$ lines have different profiles; both lines appear to consist of two components: a narrow one (FWHM $\sim 400 \text{ km s}^{-1}$) and a broad one (FWHM $\sim 2000 \text{ km s}^{-1}$); the narrower component is relatively more prominent in $H\beta$ than in [OIII] (Heckman et al., 1981; Rosenblatt et al., 1994). In this object, the nucleus is surrounded by HII regions (Kent & Sargent, 1979); the narrow core of the lines is probably due to these HII regions, while the broader component arises in the high excitation gas in the Seyfert-like nucleus. The presence

of weak, remarkably broad wings in the profile of $H\alpha$ (Filippenko & Sargent, 1985) complicates the matter, but there is no doubt that NGC 1275 has a composite spectrum and that published line ratios cannot be used as diagnostic to determine the excitation mechanisms.

Mark 609 has a Seyfert 1.8 nucleus (Osterbrock, 1981); however, the $H\beta$ profile is only 110 km s^{-1} wide, while the [OIII] lines are about 4 times wider ($\sim 450 \text{ km s}^{-1}$), suggesting the presence in the nuclear region of both a Seyfert nebulosity with $\lambda 5007/H\beta \gg 5$ and a HII region with $\lambda 5007/H\beta < 1$ (Heckman et al., 1981).

From their emission line ratios, **NGC 1672** and **NGC 6221** appear to be “transition” objects between Liners or Seyfert galaxies and HII regions (Osterbrock et al., 1992; Storchi-Bergmann et al., 1995); however, in both cases, $\lambda 5007$ is much broader than $H\beta$ (Véron et al., 1981b). In the case of NGC 6221, Véron-Cetty & Véron (1986b) have found in addition that the $H\alpha$ and [NII] lines have two components, one with $\sim 200 \text{ km s}^{-1}$ FWHM and $\lambda 6584/H\alpha = 0.45$, the other with $\sim 580 \text{ km s}^{-1}$ and $\lambda 6584/H\alpha = 0.66$.

NGC 2782 is a galaxy which, although it belongs to the original list of Seyfert (1943), has been classified as a starburst galaxy by Sakka et al. (1973) and Kinney et al. (1984) on the basis of the nuclear emission line ratios; the [NII] and [SII] line strengths are however abnormally large for a HII region; medium resolution spectroscopy revealed that the $H\beta$ and [OIII] lines have dramatically different profiles, with [OIII] showing both a broad core and high velocity wings (Kennicutt et al., 1989).

In the spectrum of the nucleus of **NGC 3367**, the emission lines are strong and broad (FWHM $\sim 490 \text{ km s}^{-1}$ for $H\beta$); the line ratios are puzzling ($\lambda 5007/H\beta = 0.50$, $\lambda 6584/H\alpha = 0.87$, $\lambda 6300/H\alpha = 0.05$) (Véron-Cetty & Véron, 1986b; Dekker et al., 1988; Ho et al., 1995). The $H\alpha$, [NII] complex, observed with a resolution of 180 km s^{-1} can be very well fitted by two sets of three Gaussian components with 240 and 640 km s^{-1} FWHM respectively (uncorrected for the instrumental broadening), having the same $\lambda 6584/H\alpha$ ratio (0.87) (Véron-Cetty & Véron, 1986b). Further high resolution (160 km s^{-1}) observations around $H\beta$ have shown that the [OIII] lines probably have the same profile as the [NII] lines, while $H\beta$ has a narrow component (185 km s^{-1} FWHM, corrected for the instrumental profile) which could come from a HII region (Dekker et al., 1988); the corresponding $H\alpha$ emission may not have been recognized due to insufficient resolution.

NGC 4303 has been called a Liner by Huchra et al. (1982); Filippenko & Sargent (1985) showed that the nuclear spectrum is that of a HII region, each line, however, having a broad base suggesting the presence of a faint Seyfert 2 nucleus since, for these broad components, $\lambda 6584/H\alpha > 1.0$. Véron-Cetty & Véron (1986b) have confirmed this diagnostic by finding that the $H\alpha$ and [NII] lines have two components with widths equal to 180 and 400 km s^{-1} respectively; the narrow-line system has $\lambda 6584/H\alpha = 0.43$, while the broad-line system has $\lambda 6584/H\alpha = 3.21$. Moreover, in the nucleus, the $\lambda 5007$ line is

Table 1. Known AGNs with a composite spectrum. This table gives for each object: the name (col. 1), the short position (col. 2), the Hubble type, taken from Sandage & Tammann (1981) for most galaxies, from Stockton (1968) for Mark 298, from MacKenty (1990) for Mark 609 and from Keel et al. (1985) for NGC 5953 (col. 3) and the published line intensities relative to $H\beta$ (col. 4 to 8). The line fluxes have been corrected for internal and Galactic reddening using the standard Whitford (1958) law as tabulated by Lequeux et al. (1979). The amount of internal reddening was determined by comparing the observed Balmer decrement to an assumed intrinsic value $H\alpha/H\beta = 3.1$; there is indeed some evidence that the Balmer decrement in the narrow-line region of AGNs is near this value (Malkan, 1983; Jackson & Eracleous, 1995). This may indicate contributions either from collisional effects (Halpern & Steiner, 1983; Gaskell & Ferland, 1984) or from dust mixed into the narrow-line region (Binette et al., 1994). References: (1) Ho et al. (1993a), (2) Ho et al. (1995), (3) Keel et al. (1985), (4) Kinney et al. (1984), (5) Koski (1978), (6) Osmer et al. (1974), (7) Osterbrock (1981), (8) Phillips et al. (1983), (9) Stauffer (1982), (10) Storchi-Bergmann et al. (1995).

Name	Short pos.	Hubble type	$\lambda 3727$	$\lambda 5007$	$\lambda 6300$	$H\alpha$	$\lambda 6584$	Ref.
NGC 613	0131 – 29	SBb	6.78	1.00	–	3.10	1.86	(6)
NGC 1275	0316 + 41	E pec	2.61	3.81	2.06	3.10	1.31	(1)
Mark 609	0322 – 06	Am.	1.82	5.22	0.28	3.10	2.85	(7)
NGC 1672	0444 – 59	S b	1.44	0.36	–	3.10	1.39	(10)
NGC 2782	0910 + 40	S a pec	4.31	1.34	–	3.10	1.76	(4)
NGC 3367	1043 + 14	SBc	–	0.37	0.15	3.10	2.81	(2)
NGC 4303	1219 + 04	S c	1.47	1.14	0.28	3.10	1.95	(9)
NGC 5953	1532 + 15	S a	5.56	2.84	0.35	3.10	3.82	(3)
Mark 298	1603 + 17	E pec	4.05	1.98	0.46	3.10	0.81	(5)
NGC 6221	1648 – 59	S bc	1.81	0.53	–	3.10	1.99	(10)
IC 5135	2145 – 35	S a pec	4.04	6.98	0.34	3.10	3.82	(8)
NGC 7496	2306 – 43	SBc	2.00	0.62	–	3.10	1.47	(10)
NGC 7582	2315 – 42	SBab	1.59	3.04	0.16	3.10	2.38	(10)

broad and strong, while the $H\beta$ line is narrow and weak (Kennicutt et al., 1989).

The spectrum of the nucleus of **NGC 5953** cannot be easily classified from the emission-line ratios; however, out of the nucleus, the spectrum is similar to that of a HII region, suggesting that the emission line region is a composite of a HII and a Seyfert like cloud (Jenkins, 1984).

Mark 298 or IC 1182 has been variously classified as a Seyfert 2 galaxy (Koski, 1978; Khachikian & Weedman, 1974), a Liner (Dahari & de Robertis, 1988) or a HII region (Véron-Cetty & Véron, 1986a); it has a “transition” spectrum (Veilleux & Osterbrock, 1987). With a spectral resolution of 130 km s^{-1} , the $H\beta$ and [OIII] lines show profiles which are definitely due to the superposition of several components that have different relative strengths of [OIII] to $H\beta$ and that are kinematically and spatially distinct (Heckman et al., 1981).

In the case of **IC 5135**, although the optical emission line ratios in the nucleus are characteristic of Seyfert galaxies (Phillips et al., 1983; Storchi-Bergmann et al., 1995), the lines have profiles with two kinematic components, apparently resulting from a combination of relatively broad emission ($\text{FWHM} \sim 1000 \text{ km s}^{-1}$) from the Seyfert nucleus and narrow emission ($\text{FWHM} \sim 250 \text{ km s}^{-1}$) from low excitation, circumstellar HII regions (Shields and Filippenko, 1990).

NGC 7496 has a “transition” nuclear emission spectrum (Storchi-Bergmann et al., 1995). Observations of the $H\beta$ spectral region with a resolution of 200 km s^{-1} show that the spectrum is composite (Véron et al., 1981a).

NGC 7582 has a “transition” nuclear emission spectrum (Ward et al., 1980; Storchi-Bergmann et al., 1995) which has been shown to be a composite spectrum by Véron et al. (1981a)

and Véron-Cetty & Véron (1986b).

In addition, Kennicutt et al. (1989) have shown that many nuclear HII regions also contained a weak Liner or Seyfert cloud. Using optical spectrophotometry to compare the physical properties of HII regions located in galactic nuclei and in the disks, they have discovered that, in the diagram $\lambda 5007/H\beta$ vs. $\lambda 6584/H\alpha$, the distributions of these two categories of objects are significantly different: while the disk HII regions define a narrow sequence, half of the nuclear regions have a larger value of $\lambda 6584/H\alpha$ for a given $\lambda 5007/H\beta$. High dispersion spectra of a few of these objects show that, indeed, the line profiles are different, the [OIII] lines having a broad component which is absent or very weak in $H\beta$.

3.2. The narrow-line Seyfert 1 galaxies

A few galaxies have spectra very much like Seyfert 1 galaxies: strong blue continuum, strong FeII emission and weak forbidden lines; nevertheless, unlike Seyfert 1 galaxies, permitted and forbidden lines have almost the same width (Koski, 1978). Due to the presence of the unresolved “broad” Balmer components, these objects show, however, weak [OIII], [NII] and [SII] lines when compared to the Seyfert 2 (Shuder & Osterbrock, 1981; Veilleux & Osterbrock, 1987), placing them out of the Seyfert 2 region in the emission-line diagnostic diagrams. When high signal-to-noise spectra are available, they are easily recognized because, although the ratio $\lambda 5007/H\beta$ is < 3 , emission lines from FeII or higher ionization lines like [FeVII] $\lambda 6087$ and [FeX] $\lambda 6375$, are often present. The overwhelming evidence is that these objects are extensions of the Seyfert 1 class to low FWHM (Goodrich, 1989).

Table 2. This table gives for each of the observed objects: the name (col. 1), our spectral classification: S2: Seyfert 2, S1: Seyfert 1, C: composite spectrum (col. 2), the magnitude (col. 3) and the intensity of the main emission lines relative to $H\beta$ (col. 4 to 8) taken from the reference given in col. 9. References: (1) de Grijp et al. (1992), (2) Fruscione & Griffiths (1991), (3) Keel et al. (1985), (4) Kim et al. (1995), (5) Lonsdale et al. (1992), (6) Osterbrock & de Robertis (1985), (7) Shuder & Osterbrock (1981), (8) Terlevich et al. (1991), (9) Véron-Cetty & Véron (1986a).

Name	Type	mag	$\lambda 3727$	$\lambda 5007$	$\lambda 6300$	$H\alpha$	$\lambda 6584$	Ref.
Mark 341	C	13.1	–	2.11	–	5.0	3.4	(3)
UM 85	?	17.	1.34	7.67	0.34	3.05	0.58	(8)
UM 103	S2	17.	2.88	10.29	0.54	3.27	1.28	(8)
MCG –02.05.022	C	15.8	–	2.90	–	3.48	1.44	(1)
IRAS 11058 – 1131	?	14.9	–	9.10	0.26	5.26	2.00	(6)
Mark 1361	C?	15.3	–	5.00	0.57	14.30	9.70	(4)
Mark 477	S1?	15.0	2.00	10.00	0.60	3.6	1.3	(7)
MCG 03.45.003	C	13.4	–	9.74	–	3.99	1.67	(1)
PGC 61548	C	14.2	–	1.29	0.39	3.10	2.14	(2)
IRAS 22017+0319	S2	15.4	–	9.29	–	3.81	1.82	(1)
ESO 602 – G25	C	14.3	–	1.11	0.67	11.10	7.44	(4)
Mark 308	C	14.6	–	4.8	0.3	5.8	2.3	(9)
NGC 7591	C	13.8	–	1.25	1.12	12.50	12.12	(4)
Mark 928W	C	13.6	–	2.84	0.70	7.76	5.10	(5)
IRAS 23365+3604	C	16.3	1.38	0.54	0.54	7.69	5.15	(4)

Examples of narrow-line Seyfert 1 galaxies which have been misclassified are:

Mark 507 (1748+68) which has been denied classification as a Seyfert by Shuder & Osterbrock (1981) and Osterbrock & Dahari (1983), and has been called a “transition” between a Liner and a Seyfert 2 by Heckman (1980). Halpern & Oke (1987) have however shown that the width of $H\beta$ is clearly greater than that of $[OIII]\lambda 5007$.

Mark 359 (0124+18), an SB0 galaxy (Huchra, 1977), was shown by Osterbrock & Pogge (1985) and MacAlpine et al. (1985) to have line ratios rather similar to those of a HII region. Davidson & Kinman (1978) and Veilleux (1991) were able to separate the broad and narrow components of the lines; the line ratios of the narrow line region are typical of Seyfert 2s.

Mark 1388 (1448+22) has been noticed by Veilleux & Osterbrock (1987) as being a Seyfert 2 galaxy with quite weak $[SII]$ lines (and $[NII]$ as well); its spectrum is unusual in having strong ionization lines and a strong featureless continuum, but narrow Balmer lines with essentially the same widths as the forbidden lines, combining characteristics found separately in Seyfert 1 and 2 galaxies (Osterbrock, 1985).

Baldwin et al. (1981), in their classification of extragalactic objects by their emission line spectra, concluded that **5C3.100** (Mark 957, 0039+40), as well as **Mark 42** (1151+46), an SBb galaxy (Adams, 1977), fall among the normal HII regions, suspecting however a combination of weak nuclear activity plus emission from normal HII regions. These objects are definitively narrow-line Seyfert 1 galaxies with strong FeII emission (Koski, 1978; Osterbrock & Pogge, 1985).

4. Observations and data analysis

4.1. Observations

We have chosen 15 emission line galaxies suspected to have composite spectra from their location in the Veilleux & Oster-

Table 3. B1950 optical positions of the observed objects measured on the Digitized Sky Survey. The r.m.s. error is 0.6 arcsec in each coordinate; “ * ” indicates objects with larger errors because of their location near one edge of the Schmidt plate (Véron-Cetty & Véron, 1996).

Name	α	δ
Mark 341	00 34 13.90	23 42 36.5
UM 85	01 04 09.33	06 22 00.3*
UM 103	01 22 52.81	02 44 36.3
MCG –02.05.022	01 34 37.53	–09 24 12.9
IRAS 11058 – 1131	11 05 49.65	–11 31 56.8
Mark 1361	13 44 36.53	11 21 20.1
Mark 477	14 39 02.52	53 43 03.3
MCG 03.45.003	17 33 25.27	20 49 37.6*
PGC 61548	18 10 07.06	21 52 15.9
IRAS 22017+0319	22 01 47.32	03 19 17.0*
ESO 602 – G25	22 28 42.87	–19 17 30.8
Mark 308	22 39 30.53	20 00 00.1
NGC 7591	23 15 43.88	06 18 44.7
Mark 928E	23 15 47.05	–04 41 21.5
Mark 928W	23 15 47.34	–04 41 24.4
IRAS 23365+3604	23 36 32.26	36 04 32.4

brock (1987) diagnostic diagrams. They are listed in Table 2. Table 3 gives their optical positions measured on the Digitized Sky Survey¹ (Véron-Cetty & Véron, 1996). Eight of these objects are Seyfert 2 candidates ($\lambda 5007/H\beta > 3$) that show small $[NII]$ relative intensities for this class ($\lambda 6584/H\alpha \leq 0.5$). The seven others have weak $[OIII]$ lines ($\lambda 5007/H\beta < 3$) and relatively strong $[NII]$ lines ($\lambda 6584/H\alpha > 0.65$), but the $[OI]$ lines are weak, making their classification as Liners questionable.

Spectroscopic observations were carried out from August 28 to September 4, 1995 with the spectrograph CARELEC

¹ The Digitized Sky Survey was produced at the Space Telescope Science Institute (STScI) under U.S. Government grant NAG W-2166.

Table 4. Journal of observations. A: 66 \AA mm^{-1} ($\lambda\lambda 6600\text{--}7500 \text{ \AA}$), B: 66 \AA mm^{-1} ($\lambda\lambda 4860\text{--}5760 \text{ \AA}$). An “*” after the exposure time indicates the presence of clouds during the exposure.

Name	Disp.	Date	Exp. time
		1995	(min)
Mark 341	A	30.08	46*
	B	31.08	20
UM 85	A	28.08	20
	B	31.08	20
UM 103	A	28.08	20
	B	03.09	20
MCG –02.05.022	B	31.08	20
IRAS 11058 – 1131	A	21.03	20
Mark 1361	A	21.03	20
Mark 477	A	21.03	20
MCG 03.45.003	A	22.03	20
PGC 61548	B	02.09	20*
IRAS 22017+0319	A	28.08	20
	B	31.08	20
ESO 602 – G25	A	28.08	20
	B	01.09	20
Mark 308	B	31.08	20
NGC 7591	A	30.08	20*
	B	02.09	20
Mark 928W	A	28.08	20
	B	02.09	20
IRAS 23365 + 3604	A	28.08	20

(Lemaître et al., 1989) attached to the Cassegrain focus of the Observatoire de Haute Provence (OHP) 1.93m telescope. The detector was a 512×512 pixels, $27 \times 27 \mu\text{m}$ Tektronix CCD. From August 28 to 31, we used a 600 lmm^{-1} grating with a Schott GG 435 filter giving a 66 \AA mm^{-1} dispersion in the range $\lambda\lambda 6700\text{--}7600 \text{ \AA}$; from August 31 to September 4, we used the same grating in the blue, resulting in a 66 \AA mm^{-1} dispersion in the range $\lambda\lambda 4860\text{--}5760 \text{ \AA}$. In each case, the galaxy nucleus was centred on the slit. Usually five columns of the CCD (~ 5 arcsec) were extracted. The slit width was 2.1 arcsec, corresponding to a projected slit width on the detector of $52 \mu\text{m}$ or 1.9 pixel. The resolution, as measured on the night sky emission lines, was 3.4 \AA FWHM. The red spectra have been flux calibrated using the standard stars BD 25°3941 (Stone, 1977) and BD 28°4211 (Oke, 1990); the blue spectra have been calibrated using Feige 15 (Stone, 1977) and BD 28°4211. Previous observations had been carried out from March 21 to 23, 1995 at 66 \AA mm^{-1} in the range $\lambda\lambda 6500\text{--}7400 \text{ \AA}$, using BD 26°2606 (Oke & Gunn, 1983) as a standard.

The journal of observations is given in Table 4.

4.2. Line profile fitting

The spectra were analysed in terms of Gaussian components as described in Véron et al. (1980; 1981a,c). The three emission lines, $\text{H}\alpha$ and $[\text{NII}]\lambda\lambda 6548, 6584$ (or $\text{H}\beta$ and $[\text{OIII}]\lambda\lambda 4959, 5007$) were fitted by one or several sets of three Gaussian components; the width and redshift of each component in a set were supposed to be the same and the intensity

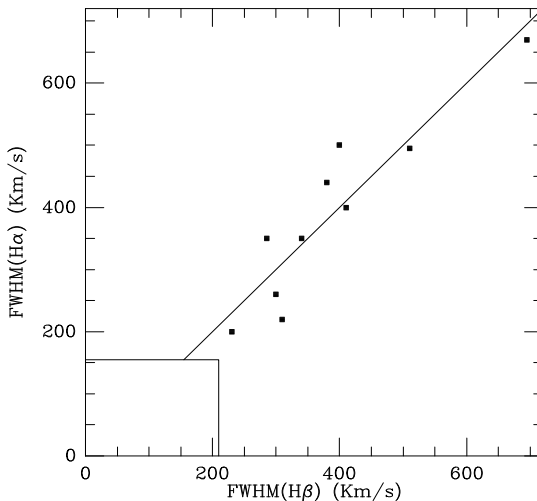


Fig. 1. Plot of the FWHM of the $\text{H}\alpha$ vs. the FWHM of the $\text{H}\beta$ systems. The FWHM are uncorrected for the instrumental broadening. The instrumental widths (155 km s^{-1} at $\text{H}\alpha$, 210 km s^{-1} at $\text{H}\beta$) are indicated. The good correlation between the two sets of measurements is an indication of the consistency of the fits.

ratios of the $[\text{NII}]$ and $[\text{OIII}]$ lines were taken to be equal to 3 and 2.96, respectively (Osterbrock, 1974). When necessary, we have added an $\text{H}\alpha$ or $\text{H}\beta$ absorption component; as, usually, the $\text{H}\alpha$ absorption line is completely filled up by the emission lines, we have assumed its intensity to be 1.8 times the intensity of the nearby absorption line of Ca I $\lambda 6495.4$ (Véron-Cetty & Véron, 1986b). The result of this analysis is given in table 5.

Fig. 1 is a plot of the blue vs. the red FWHM for each system; the two widths are well correlated, showing the consistency of the decomposition of the lines into several Gaussian components. The velocity differences between the blue and red measurements of each set of observations is relatively small, never exceeding 75 km s^{-1} . There is however one exception: Mark 928W in which a “broad” component has been found in both the $[\text{OIII}]$ and $[\text{NII}]$ lines but with discrepant velocities and widths (Table 5).

4.3. Notes on individual objects

Mark 341 (IC 1559) is an S0 (de Vaucouleurs et al., 1979), or an E3 galaxy (Huchra, 1977). Its emission line spectrum has been studied by Keel et al. (1985). The observed line ratios ($\lambda 5007/\text{H}\beta = 2.11$; $\lambda 6584/\text{H}\alpha = 0.68$) suggest a Liner although $\lambda 6300$ has not been detected. Our observations show that the spectrum is composite, with a “narrow” line cloud (210 km s^{-1} FWHM) with line ratios ($\lambda 5007/\text{H}\beta < 1.0$; $\lambda 6584/\text{H}\alpha = 0.55$) typical of a HII region and a “broad” line cloud (410 km s^{-1} FWHM) with line ratios: $\lambda 5007/\text{H}\beta > 5$ and $\lambda 6584/\text{H}\alpha = 1.27$ (Figs. 2, 4). The presence of a HII region in such an early type galaxy is rather surprising.

UM 85. Terlevich et al. (1991) have measured $\lambda 5007/\text{H}\beta = 7.67$ and $\lambda 6584/\text{H}\alpha = 0.19$, placing this object in an unlikely place in the $\lambda 5007/\text{H}\beta$ vs. $\lambda 6584/\text{H}\alpha$ diagram; we obtained

similar values: $\lambda 5007/H\beta = 6.53$, $\lambda 6584/H\alpha = 0.20$. All the lines are well represented by a Gaussian with $\text{FWHM} = 400 \text{ km s}^{-1}$, broader than in most HII regions (Figs. 2, 4). This is a rather unusual object: the [NII] lines are too weak for a Seyfert galaxy and too strong for a HII region.

UM 103. The line ratios given by Terlevich et al. (1991) are $\lambda 5007/H\beta = 10.29$ and $\lambda 6584/H\alpha = 0.39$. Our best fits involve two sets of components, both having line ratios typical of Seyfert 2s; the $\lambda 6584/H\alpha$ ratios (0.54 and 0.57) are significantly larger than the published value (Figs. 2, 4). $\lambda 6300$ is also present with an intensity about 16% $H\alpha$. If our estimate of the [NII] line relative intensity is correct, this object is a Seyfert 2 galaxy with normal relative line intensities.

MCG -02.05.022 is a Seyfert 2 according to de Grijp et al. (1992); however, their published spectrum shows relatively weak [OIII] and [NII] lines ($\lambda 5007/H\beta = 2.90$, $\lambda 6584/H\alpha = 0.41$). Our spectrum ($\lambda \lambda 4900 - 5600 \text{ \AA}$) shows relatively broad, asymmetrical [OIII] lines and a much narrower $H\beta$ emission line. The best fit is obtained with a narrow set of Gaussian components, with $\text{FWHM} = 370 \text{ km s}^{-1}$ and $\lambda 5007/H\beta = 1.38$ plus a broad set of components with $\text{FWHM} = 1150 \text{ km s}^{-1}$ and $\lambda 5007/H\beta > 10$ (Fig. 4). This spectrum is therefore composite with a HII region and a Seyfert 2 cloud.

IRAS 11058-1131 has been classified as a Seyfert 2 galaxy by de Grijp et al. (1992) and Osterbrock & de Robertis (1985). Young et al. (1993) have reported the presence of very strong, broad $H\alpha$ emission ($\text{FWHM} \sim 7600 \text{ km s}^{-1}$) in the polarized flux spectrum. Osterbrock & de Robertis (1985) have remarked that the emission lines are very narrow ($\text{FWHM} < 250 \text{ km s}^{-1}$); they have measured line ratios unusual for a Seyfert 2 galaxy: $\lambda 5007/H\beta = 9.10$ and $\lambda 6584/H\alpha = 0.38$. Our spectrum confirms the low relative intensity of the [NII] lines ($\lambda 6584/H\alpha = 0.36$); $\lambda 6300$ is observed with an intensity $\sim 5\%$ $H\alpha$. Our best fit results from using two sets of Gaussian components with $\text{FWHM} = 200$ and 325 km s^{-1} respectively, but both have weak [NII] lines ($\lambda 6584/H\alpha = 0.28$ and 0.44 respectively) (Fig. 2). The nature of this spectrum is still unclear; however, it seems possible that the relative intensities of the various components given by the fitting procedure are affected by large errors, the redshifts and widths of the two emission line systems being not very different.

Mark 1361 (IRAS 13446+1121) is a Seyfert 2 galaxy according to Kim et al. (1995), with $\lambda 5007/H\beta = 5$ and $\lambda 6584/H\alpha = 0.33$; the low [NII] relative intensity is probably due to a misprint as the published spectrum shows a much larger $\lambda 6584$ relative intensity. Our spectrum indeed shows a relatively strong $\lambda 6584$ line. The $H\alpha$ and [NII] lines have been fitted by two sets of Gaussian components with widths of 305 and 420 km s^{-1} FWHM respectively and line ratios $\lambda 6584/H\alpha = 0.69$ and 1.35; the “broad-line” system is blueshifted by 336 km s^{-1} with respect to the “narrow-line” system (Fig. 2); it is most likely due to a Seyfert cloud. A high-resolution spectrum of the $H\beta$ and [OIII] lines is needed before concluding that the “narrow-line” region is a HII region.

Mark 477 (I Zw 92) has a very high ionization emission-line spectrum with [NeV] $\lambda 3426$, HeII $\lambda 4686$, [FeVII] $\lambda 6087$ and

[FeX] $\lambda 6375$ and an almost completely non stellar variable continuum; the [OIII] lines are strong ($\lambda 5007/H\beta = 11.8$), while the [NII] lines are relatively weak ($\lambda 6584/H\alpha = 0.28$) (Kunth & Sargent, 1979; Shuder & Osterbrock, 1981; de Robertis & Osterbrock, 1986; de Robertis, 1987; Veilleux, 1988; Kinney et al., 1991; McQuade et al., 1995). De Robertis & Osterbrock (1986) have remarked that these properties make this object very similar to narrow-line Seyfert 1 galaxies. However, Hubble Space Telescope observations have not revealed the presence of an unresolved nucleus (Nelson et al. 1996). Our best fit consists of two sets of three Gaussian components and a broad $H\alpha$ component ($\sim 1850 \text{ km s}^{-1}$ FWHM) (Fig. 2); the relative intensity of the [NII] line is small in both emission line systems ($\lambda 6584/H\alpha \sim 0.34$), while we expected the “broad-line” system to be dominated by the “narrow” Seyfert 1 Balmer component and the narrow-line system to be Seyfert 2-like, with strong relative [NII] lines. Tran et al. (1992) and Tran (1995) have detected weak broad ($\text{FWHM} \sim 3100 \text{ km s}^{-1}$) polarized permitted Balmer lines in the spectrum of Mark 477. The nature of this object is unclear; the similarity of the $H\alpha$ and [NII] profiles is puzzling. Again, high-spectral resolution for the $H\beta$ and [OIII] lines could help understanding it.

MCG 03.45.003 (IRAS 17334+2049) has been classified as a Seyfert 2 galaxy by de Grijp et al. (1992) on the basis of the strong [OIII] line ($\lambda 5007/H\beta = 9.74$); however, the [NII] lines are rather weak ($\lambda 6584/H\alpha = 0.42$). The $H\alpha$ and [NII] lines were fitted on our spectrum by two sets of three Gaussian components with widths of 190 and 430 km s^{-1} FWHM (the narrow component is in fact unresolved), the line ratios being $\lambda 6584/H\alpha = 0.47$ and 0.61 respectively. The “broad” line system is blue shifted by 42 km s^{-1} with respect to the “narrow” line system (Fig. 3). It is probably a composite spectrum with a “narrow-line” HII region and a “broad-line” Seyfert 2 cloud. This should be confirmed by high resolution observations of the $H\beta$ and [OIII] lines.

PGC 61548 has been classified as an AGN by Fruscione & Griffiths (1991), with $\lambda 5007/H\beta = 1.29$, $\lambda 6584/H\alpha = 0.69$ and $\lambda 6300/H\alpha = 0.12$. Our blue spectrum clearly shows a composite nature, with $H\beta$ much narrower than [OIII] (Fig. 4).

IRAS 22017+0319 is an elliptical (Hutchings & Neff, 1991) Seyfert 2 galaxy (Hill et al., 1988; de Grijp et al., 1992). The line ratios are: $\lambda 5007/H\beta = 9.29$, $\lambda 6584/H\alpha = 0.48$ (de Grijp et al., 1992), placing this object at the limit of the Seyfert 2 distribution. Our data (Figs. 3, 5) show the spectrum to be composite with a “narrow” line cloud ($\text{FWHM} \sim 280 \text{ km s}^{-1}$) having $\lambda 5007/H\beta = 9.60$, $\lambda 6584/H\alpha = 0.52$, and a “broad” line cloud ($\text{FWHM} \sim 680 \text{ km s}^{-1}$) having $\lambda 5007/H\beta = 10.1$, $\lambda 6584/H\alpha = 0.49$. The two clouds have almost identical line ratios; this is therefore a Seyfert 2 galaxy with complex line profiles rather than a composite spectrum. The redshift is $z = 0.066$ according to Hill et al. (1988) and $z = 0.0611$ according to de Grijp et al. (1992); our value is $z = 0.0658$.

ESO 602 - G25. The line ratios in this object are $\lambda 5007/H\beta = 1.10$ and $\lambda 6584/H\alpha = 0.67$ (Kim et al., 1995); these values are rather atypical; moreover $\lambda 6300$ is rather low

Table 5. Fitting profile analysis results. Col. 1 gives the name of the object, col. 2 the adopted redshift, col. 3 and 7 the velocities for each set of components measured on the blue and red spectra, respectively, and deredshifted using the redshift given in col. 2; col. 4 and 8 the corresponding FWHM (uncorrected for instrumental broadening), col. 5 and 9, the intensity ratios $\lambda 5007/\text{H}\beta$ and $\lambda 6584/\text{H}\alpha$ respectively and col. 6 and 10 the fraction of the flux of $\text{H}\beta$ emission (respectively $\text{H}\alpha$) in each component with respect to the total flux of the line in each object. Col. 11 is the velocity difference between the blue and red systems.

Name	z	V (kms^{-1})	FWHM (kms^{-1})	$\frac{\lambda 5007}{\text{H}\beta}$	H β (%)	V (kms^{-1})	FWHM (kms^{-1})	$\frac{\lambda 6584}{\text{H}\alpha}$	H α (%)	ΔV (kms^{-1})
Mark 341	0.017	-56	230	< 1.	100	-38	200	0.55	53	-18
		-28	380	> 5.	-	-67	440	1.27	47	39
UM 85	0.041	-26	410	6.53	100	-58	400	0.20	100	32
UM 103	0.045	-29	310	6.7	75	-23	220	0.54	51	-6
		-190	510	16.0	25	-117	495	0.57	49	-73
MCG -02.05.022	0.070	6	370	1.38	100	-	-	-	-	-
		-256	1150	> 10.0	-	-	-	-	-	-
IRAS 11058 - 1131	0.055	-	-	-	-	-61	200	0.28	43	-
		-	-	-	-	-1	325	0.44	57	-
Mark 1361	0.023	-	-	-	-	-43	305	0.69	90	-
		-	-	-	-	-370	420	1.35	10	-
Mark 477	0.038	-	-	-	-	-44	200	0.34	20	-
		-	-	-	-	-19	430	0.33	40	-
MCG 03.45.003	0.024	-	-	-	-	-46	1850	-	40	-
		-	-	-	-	-25	190	0.47	52	-
PGC 61548	0.018	-94	285	< 0.1	100	-	-	-	-	-
		-132	370	> 10.0	-	-	-	-	-	-
IRAS 22017+0319	0.066	-263	540	> 5.0	-	-	-	-	-	-
		-33	300	9.6	68	-65	260	0.52	67	32
ESO 602-G25	0.025	-145	695	10.1	32	-180	670	0.49	33	35
		24	285	0.23	81	-17	350	0.51	96	41
Mark 308	0.024	-268	340	9.1	19	-343	350	2.67	4	75
		-210	170	< 0.3	48	-	-	-	-	-
NGC 7591	0.017	-110	230	10.2	31	-	-	-	-	-
		-170	725	10.2	21	-	-	-	-	-
Mark 928W	0.024	-	-	-	-	-196	180	0.46	26	-
		-	-	-	-	-70	430	1.28	74	-
IRAS 23365+3604	0.064	-103	300	0.99	100	-172	190	0.41	-	-69
		96	400	> 7.	-	-60	285	1.04	-	156
IRAS 23365+3604	0.064	315	1260	> 7.	-	-44	610	-	-	-
		-	-	-	-	-30	240	0.46	81	-
		-	-	-	-	-152	525	1.70	19	-

(6% $\text{H}\alpha$). Our spectra (Figs. 3, 5) clearly show two clouds with a velocity difference of $\sim 310 \text{ kms}^{-1}$. The two clouds have about the same line width ($\sim 330 \text{ kms}^{-1}$ FWHM), but their line ratios are quite different. The high velocity cloud has $\lambda 6584/\text{H}\alpha = 0.51$ and $\lambda 5007/\text{H}\beta = 0.23$, typical values for a low excitation HII region, while the low velocity cloud has line ratios $\lambda 6584/\text{H}\alpha = 2.67$ and $\lambda 5007/\text{H}\beta = 9.1$, that are typical of Seyfert 2s.

Mark 308 is a Seyfert 2 galaxy according to Popov & Khachikian (1980) and Zamorano et al. (1994). However, Véron-Cetty & Véron (1986a) stated that it is an high excitation HII region, the line ratios being: $\lambda 5007/\text{H}\beta = 4.8$, $\lambda 6584/\text{H}\alpha = 0.40$; such values are unlikely for a HII region and for a Seyfert galaxy either. Our high dispersion spectrum, including $\text{H}\beta$ and $\lambda 5007$, reveals a composite spectrum (Fig. 5).

NGC 7591, an SBbc galaxy (de Vaucouleurs et al., 1991), has been classified as a Liner by Kim et al. (1995). The Balmer decrement of the nuclear emission region is very high ($\text{H}\alpha/\text{H}\beta = 12.3$); as a result $\text{H}\beta$ is very weak and difficult to measure. In addition, $\lambda 6300$ is rather weak for a Liner ($\lambda 6300/\lambda 5007 = 0.31$). From our data, we have found the $\text{H}\alpha$ and [NII] lines to be composite. One system has a line width of 180 kms^{-1} FWHM with $\lambda 6584/\text{H}\alpha = 0.46$, while the other has a line width of 430 kms^{-1} and $\lambda 6584/\text{H}\alpha = 1.28$ (Fig. 3). The low signal-to-noise ratio of the blue spectrum does not allow to make the same analysis for the $\text{H}\beta$ and [OIII] lines.

Mark 928W. Mark 928 or NGC 7592 is the interactive system VV 731 (Vorontsov-Velyaminov, 1977), well illustrated by Mazzarella & Boroson (1993). The western component has been classified as a Seyfert 2 galaxy by Arkhipova et al. (1981), Denisjuk & Lipovetski (1983) and Mazzarella & Boroson (1993). However, for Dahari (1985), it is a marginal Seyfert

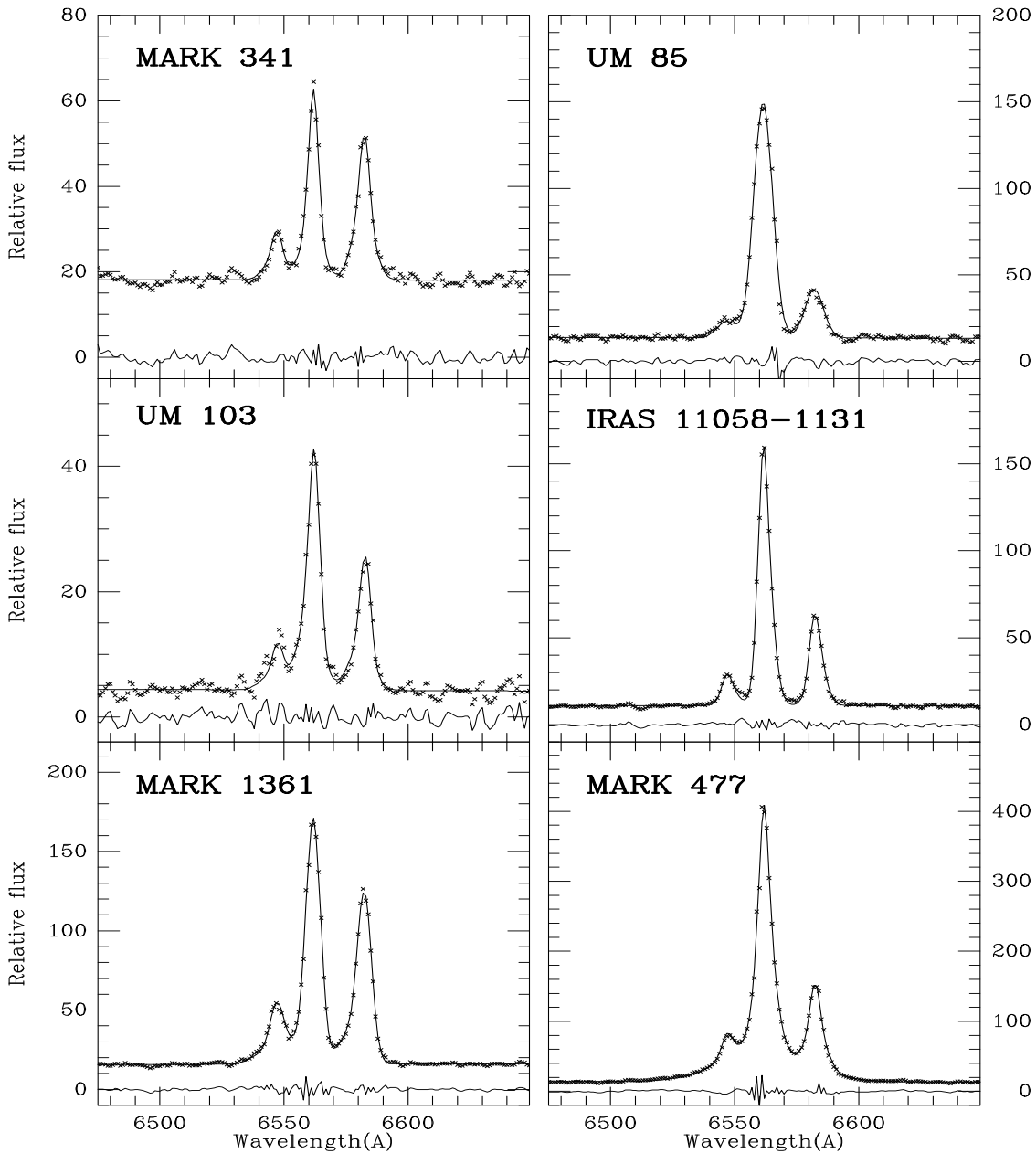


Fig. 2. High dispersion spectra (resolution $\sim 3.4 \text{ \AA}$) of the $H\alpha$, [NII] complex for six of the program objects. The solid line is the best fit with Gaussian components (see text). The lower line shows the residuals (differences between observations and model).

or a Seyfert/Liner because of the low value of the $\lambda 5007/H\beta$ ratio (~ 3). Lonsdale et al. (1992) have published line ratios for this object: $\lambda 5007/H\beta = 2.84$, $\lambda 6584/H\alpha = 0.66$, $\lambda 6300/H\alpha = 0.10$, making it a rather marginal object. Our spectra (Figs. 3, 5) clearly show the presence of a HII region (FWHM $\sim 250 \text{ km s}^{-1}$, $\lambda 5007/H\beta = 0.99$, $\lambda 6584/H\alpha = 0.41$) and of a Seyfert 2 nebulosity (FWHM $\sim 340 \text{ km s}^{-1}$, $\lambda 5007/H\beta > 7$, $\lambda 6584/H\alpha = 1.04$). A third component is needed to obtain good fits; however, the velocity and width of this third component are significantly different for the blue and red spectra (Table 5); this is not understood. Mark 928E is a pure HII region, with FWHM $\sim 280 \text{ km s}^{-1}$, $\lambda 5007/H\beta = 0.67$, $\lambda 6584/H\alpha = 0.33$. It had

been called a HII region by Dahari & de Robertis (1988) and a Liner by Mazzarella & Boroson (1993).

IRAS 23365+3604. Low dispersion spectra have been published by Klaas & Elsasser (1991) and Kim et al. (1995). No unambiguous classification is possible for this object from the line ratios ($\lambda 5007/H\beta = 1.5$, $\lambda 6584/H\alpha = 0.64$, $\lambda 6300/H\alpha = 0.13$), but the spectrum can be reproduced if an extreme Liner spectrum contributes 60% and a HII region spectrum 40% (Klaas & Elsasser, 1991). Our spectrum best fit (Fig. 3) is obtained with two sets of Gaussian profiles with FWHM equal to 240 and 525 km s^{-1} and line ratios $\lambda 6584/H\alpha = 0.46$ and 1.70 respectively; this confirms that this object has a composite

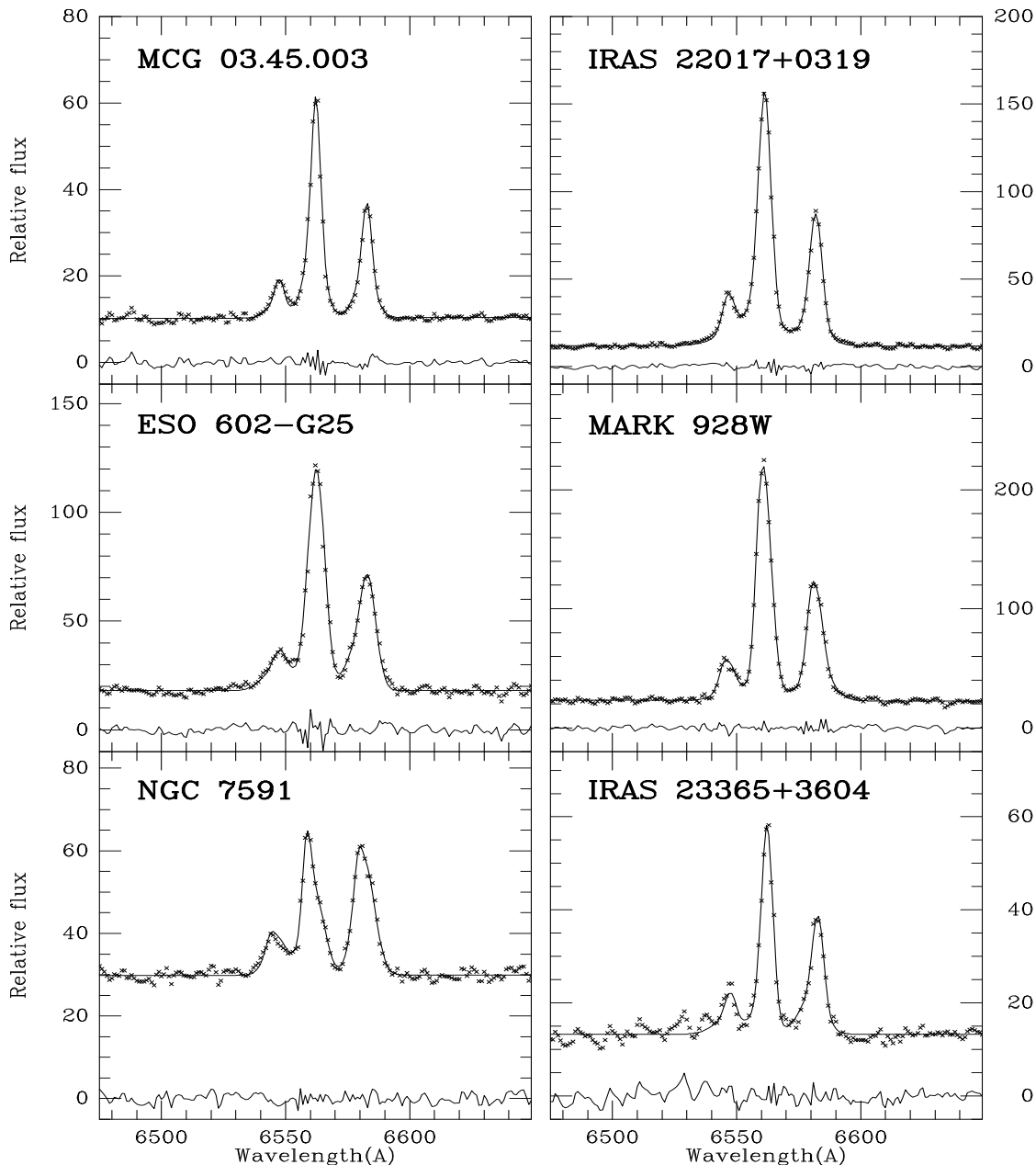


Fig. 3. High dispersion spectra (resolution $\sim 3.4 \text{ \AA}$) of the $H\alpha$, [NII] complex for six of the program objects. The solid line is the best fit with Gaussian components (see text). The lower line shows the residuals (differences between observations and model).

spectrum. The strength of the [OI] lines (13% of the total $H\alpha$ flux), suggests that this “broad-line” component could indeed be a Liner rather than a Seyfert 2 cloud. High resolution spectroscopy of the $H\beta$ and [OIII] lines is needed to confirm this hypothesis. These observations could be made difficult by the large observed reddening ($H\alpha/H\beta = 17.85$). Klaas & Elsasser (1991) have found some evidence for a broad ($\sim 1500 \text{ km s}^{-1}$ FWHM) $H\alpha$ component; there is no hint of such a broad $H\alpha$ line in our spectrum.

5. Results

Two objects (UM 103 and IRAS 22017+0319) turned out to be pure Seyfert 2 with marginally low [NII] lines; one (IRAS 11058 – 1131) requires more observations before drawing any conclusion; ten have a composite spectrum with a HII region and a Seyfert-like nucleus projected on the spectrograph aperture; their measured relative line intensities cannot be used in the diagnostic diagrams; one object (Mark 477) is probably a narrow line Seyfert 1 galaxy. The most interesting object is UM 85 in which all lines have, at our resolution, the same profile and redshift, although the spectrum is really intermediate, with the

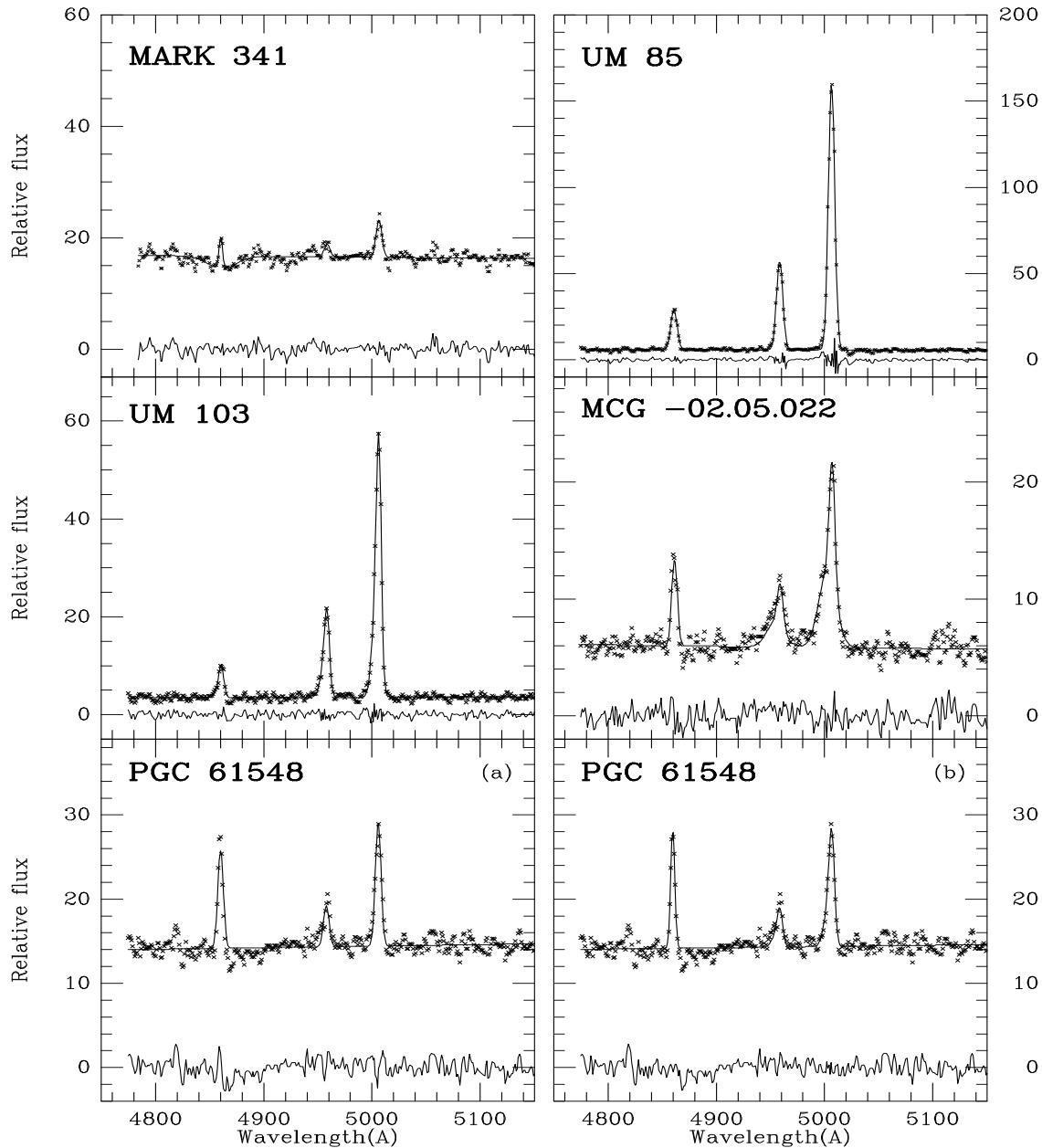


Fig. 4. High dispersion spectra (resolution $\sim 3.4 \text{ \AA}$) of the $H\beta$, [OIII] complex for five of the program objects. The solid line is the best fit with Gaussian components. For PGC 61548 we also give the unsatisfactory fit with a single set of three Gaussian components (a). The lower line shows the residuals (differences between observations and model).

[NII] lines too strong for a HII region and too weak for a Seyfert galaxy ($\lambda 6584/H\alpha = 0.20$), at the observed $\lambda 5007/H\beta$ ratio (6.53).

We have found in the literature two additional objects which, in the present state of the published observations, seem to be genuine “transition” objects: the radiosource **3C 184.1** (0734+80) has been identified with a 17.0 mag galaxy (Whyndam, 1966) at $z = 0.118$ (Simkim, 1979); it is a normal giant elliptical (Owen & Laing, 1989). The radiocore accurately coincides with the galaxy (Riley & Pooley, 1975). A radio map published by Leahy & Perley (1991) shows that it is a FR II radiogalaxy in the clas-

sification scheme of Fanaroff & Riley (1974). Spectrophotometry of this object has been carried out by Koski (1978): $\lambda 5007/H\beta = 11.08$ and $\lambda 6584/H\alpha = 0.22$. It is very unlikely that a normal giant elliptical radiogalaxy would contain a HII region and that the spectrum of 3C 184.1 would be composite. It could be that this object is a narrow-line Seyfert 1 galaxy; high resolution observations of the $H\alpha$, [NII] complex could show that the $H\alpha$ and [NII] lines don’t have the same profile.

3C 198.0 (0819+06) has been identified with a 17.0-17.4 elliptical galaxy (Clarke et al., 1966; Whyndam, 1966) at $z = 0.0815$ (Schmidt, 1965); it is the brightest member of a loose

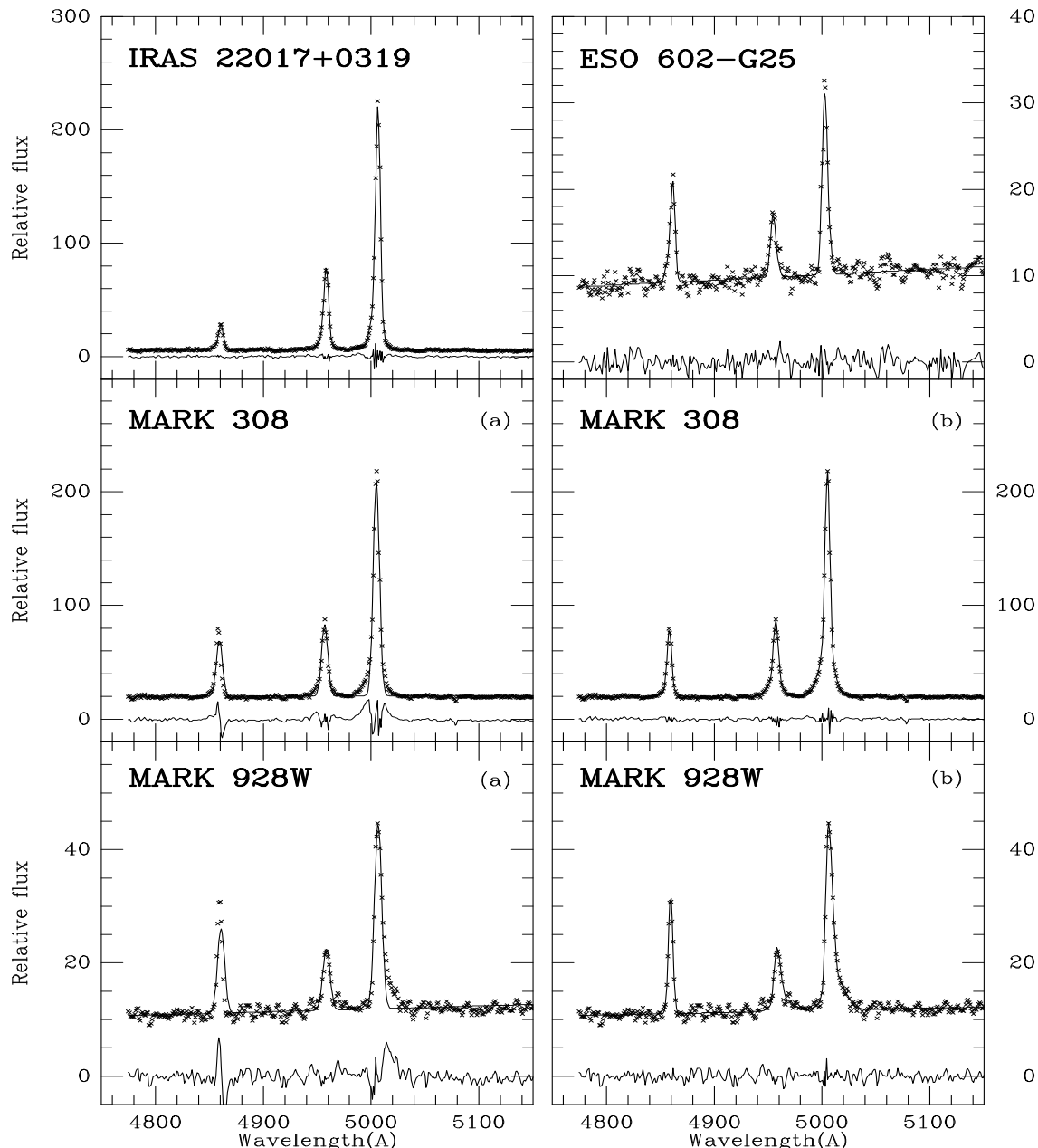


Fig. 5. High dispersion spectra (resolution $\sim 3.4 \text{ \AA}$) of the $H\beta$, [OIII] complex for four of the program objects. The solid line is the best fit with Gaussian components. For Mark 308 and Mark 928W, we also give the unsatisfactory fit with a single set of Gaussian components (a). The lower line shows the residuals (differences between observations and model).

cluster of galaxies (Maltby et al., 1962). The main body of the galaxy is blue relatively to a giant elliptical at its redshift; it contains a nuclear point source which is even bluer than the parent galaxy (Smith & Heckman, 1989). A relatively strong nuclear nonthermal component is present (Yee & Oke, 1978). It is a FR II radiogalaxy, although the only published radiomap is rather crude (Fomalont, 1971). The line ratios (Cohen & Osterbrock, 1981) are those of a HII region which is extremely surprising in an elliptical radiogalaxy.

6. Conclusions

In Fig. 6a–d we give two of the Veilleux & Osterbrock (1987) diagnostic diagrams built from a compilation of spectrophotometric data of 1245 emission-line nuclei published in more than 140 papers, excluding known Seyfert 1, 1.8 or 1.9 galaxies. Fig. 6a gives $\lambda 5007/H\beta$ vs. $\lambda 6584/H\alpha$ for HII regions, Seyfert 2 galaxies and Liners; the three classes are well separated as is well known. Fig. 6c shows the same diagrams for the objects with composite spectra and for those with an ambiguous “transition” spectrum. Figs. 6b and 6d are similar but for the line ratios $\lambda 5007/H\beta$ vs. $\lambda 6300/H\alpha$.

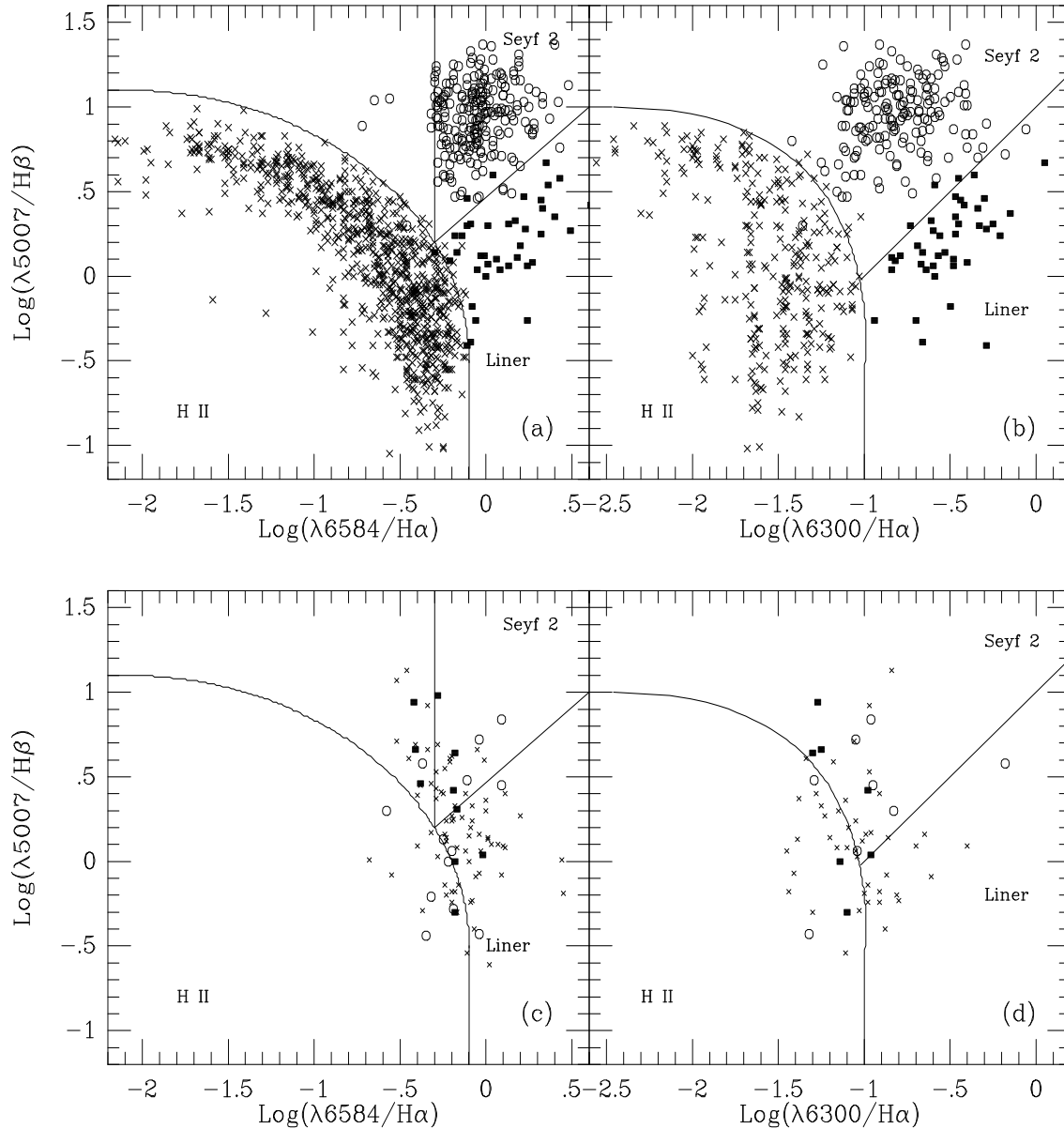


Fig. 6a–d. The upper panel is a plot of the logarithm of the dereddened measured line ratios ($\lambda 5007/H\beta$ vs. $\lambda 6584/H\alpha$ and $\lambda 5007/H\beta$ vs. $\lambda 6300/H\alpha$) for HII regions (crosses), Liners (squares) and Seyfert 2 (circles) compiled from the literature. The three classes of objects are well segregated in these diagrams. The classification adopted here for each object is taken from the literature and is usually based on the use of diagnostic diagrams. The lower panel show the same plot, but for the unclassified objects (crosses), for the composite spectra collected from the literature (empty circles) and for the composite spectra from this paper (filled squares).

The lines separating the various classes of objects in Fig. 6 are arbitrary, except for the line separating Seyfert 2s and Liners (Figs. 6b and 6d) which corresponds to $[O\text{I}]\lambda 6300 = 0.33[O\text{III}]\lambda 5007$, the original dividing line proposed by Heckman (1980). The line separating Seyfert 2s and Liners in Figs. 6a and 6c seems to be more effective than the generally adopted limit ($[O\text{III}]\lambda 5007 = 3H\beta$) in achieving the same separation between the two classes, as examination of Fig. 6a shows.

The fact that only one (UM 85) of the 15 transition objects taken from this hopefully complete compilation seems to have a genuine transition spectrum indicates that HII regions, Seyfert

2 galaxies and Liners fall into well defined, clearly separated regions in the diagnostic diagrams. However, the presence of a few objects in the “forbidden” region of Fig. 6a (at $\lambda 5007/H\beta \sim 10$, $\lambda 6584/H\alpha \sim 0.25$) deserves attention.

Seyfert 2 galaxies are clustered in a relatively small volume in the three-dimensional space $\lambda 5007/H\beta$, $\lambda 6584/H\alpha$, $\lambda 6300/H\alpha$. In particular, there is a sharp limit at $\lambda 6584/H\alpha = 0.5$ below which no Seyfert 2s are found (we have found in the literature a dozen objects classified as Seyfert 2 with $\lambda 6584/H\alpha < 0.5$ (Fig. 6c); the four which have been observed

with sufficient spectral resolution are composite); the existence of this limit is not predicted by the ionization models.

Our sample of objects, although large, is not complete in any sense; however, it seems to suggest that Seyfert 2s and Liners occupy distinct regions of the line ratio space rather than constituting a continuum which would probably be expected if these two classes of objects differ only by the value of their ionization parameter.

We have seen above that Kennicutt et al. (1989) have shown that nuclear HII regions occupy a broader sequence than the disk HII regions in the $\lambda 5007/H\beta$ vs. $\lambda 6584/H\alpha$ diagram, suggesting the presence of a weak Seyfert-like nebulosity. Similarly Seyfert or Liner spectra may be affected by the presence of a weak HII region. Seyfert-like nebulosities, being usually more centrally concentrated than HII regions, the degree of pollution of the nuclear spectra by HII regions will increase with the aperture of the slit and the distance of the galaxy (aperture effects have been discussed by Ho et al., 1993b). Observations with better spectral resolution and higher signal-to-noise ratio than those achieved in this paper could allow to analyse these spectra. But the net result of such an analysis would be to reduce even more the area occupied by each class of objects in the diagnostic diagrams.

Some objects which do not meet Heckman's (1980) criteria for Liners, but which have been classified as Liners by other authors based on other criteria, most commonly a high value of $\lambda 6584/H\alpha$ (> 0.6), have a low value of $\lambda 6300/H\alpha$ ($< 1/6$). They are called "weak-[OI] Liners". The simplest interpretation of their spectral characteristics is that they are composite HII region/Liner systems - that is, either nebulae which are excited by hot stars and by non stellar radiation, or mixtures of normal HII regions and nebulae excited by non stellar radiation (Ho et al., 1993a). It is also possible to model the optical spectral properties of these objects with photoionization by very hot O-type stars alone (Filippenko & Terlevich, 1992). High resolution spectral observations should be made to settle the question.

In Fig. 6b, there is a number of Seyfert 2s with relatively low $\lambda 5007$ and $\lambda 6300$ emission lines ($\lambda 5007/H\beta \sim 3$, $\lambda 6300/H\alpha \sim 0.06$); they should also be observed to check for the possible presence of a nuclear HII region.

Acknowledgements. This research has made use of the NASA/IPAC extragalactic database (NED) which is operated by the Jet Propulsion Laboratory, Caltech, under contract with the National Aeronautics and Space Administration. A. C. Gonçalves acknowledges support from the JNICT during the course of this work, in the form of a PRAXIS XXI PhD. grant (PRAXIS XXI/BD/5117/95).

References

- Adams T. F., 1977, ApJS 33, 19
 Arkhipova V. P., Afanasev V. L., Dostal V. A. et al., 1981, Soviet AJ 25, 277
 Baldwin J. A., 1975, ApJ 201, 26
 Baldwin J. A., Phillips M. M., Terlevich R., 1981, PASP 93, 5
 Balick B., Heckman T. M., 1979, AJ 84, 302
 Balzano V. A., 1983, ApJ 268, 602
 Binette L., Robinson A., Courvoisier T. J.-L., 1988, A&A 194, 65
 Binette L., Wang J., Villar-Martin M., Martin P., Magris G., 1994, ApJ 414, 535
 Bonatto C. J., Pastoriza M. G., 1990, ApJ 353, 445
 Brotherton M. S., 1996, ApJS 102, 1
 Brungardt C. L., 1988, ApJ 327, L51
 Cid Fernandez R., Dottori H. A., Gruenwald R. B., Viegas S. M., 1992, MNRAS 255, 165
 Clarke M. E., Bolton J. G., Shimmins A. J., 1966, AJP 19, 375
 Cohen R. D., Osterbrock D. E., 1981, ApJ 243, 81
 Cruz-Gonzalez I., Guichard J., Serrano A., Carrasco L., 1991, PASP 103, 888
 Dahari O., 1985, ApJS 57, 643
 Dahari O., de Robertis M. M., 1988, ApJS 67, 249
 Davidson K., Kinman T. D., 1978, ApJ 227, 776
 de Grijp M. H. K., Keel W. C., Miley G. K., Goudfrooij P., Lub J., 1992, A&AS 96, 389
 Dekker H., D'Odorico S., Arsenault R., 1988, A&AS 189, 353
 Denisjuk E. K., Lipovetski V. A., 1983, Astrophysics 20, 290
 de Robertis M. M., 1987, ApJ 316, 597
 de Robertis M. M., Osterbrock D. E., 1986, ApJ 301, 727
 de Vaucouleurs G., de Vaucouleurs A., Nieto J.-L., 1979, AJ 84, 1811
 de Vaucouleurs G., de Vaucouleurs A., Corwin Jr. H. G. et al., 1991, Third reference catalogue of bright galaxies, Springer-Verlag, New-York
 Evans I. N., Dopita M. A., 1985, ApJS 58, 125
 Fanaroff B. L., Riley J. M., 1974, MNRAS 167, 31P
 Feldman F. R., Weedman D. W., Balzano V. A., Ramsey L. W., 1982, ApJ 256, 427
 Filippenko A. V., 1985, ApJ 289, 475
 Filippenko A. V., 1993, The nearest active galaxies. In: Beckman J. et al. (eds.). CSIC, Madrid, p. 99
 Filippenko A. V., Halpern J. P., 1984, ApJ 285, 458
 Filippenko A. V., Sargent W. L. W., 1985, ApJS 57, 503
 Filippenko A. V., Terlevich R., 1992, ApJ 397, L79
 Fiore F., Elvis M., Siemiginowska A. et al., 1995, ApJ 449, 74
 Fomalont E. B., 1971, AJ 76, 513
 Fruscione A., Griffiths R. E., 1991, ApJ 380, L13
 Gaskell C. M., Ferland G. J., 1984, PASP 96, 393
 Goodrich R. W., 1989, ApJ 342, 224
 Halpern J. P., Oke J. B., 1987, ApJ 312, 91
 Halpern J. P., Steiner J. E., 1983, ApJ 269, L37
 Heckman T. M., 1980, A&A 87, 152
 Heckman T. M., Miley G. K., van Breugel W. J. M., Butcher H. R., 1981, ApJ 247, 403
 Heckman T. M., van Breugel W., Miley G. K., Butcher H. R., 1983, AJ 88, 1077
 Hill G. J., Healsey J. N., Becklin E. E., Wynn-Williams C. G., 1988, AJ 95, 1031
 Ho L. C., Filippenko A. V., Sargent W. L. W., 1993a, ApJ 417, 63
 Ho L. C., Shields J. C., Filippenko A. V., 1993b, ApJ 410, 567
 Ho L. C., Filippenko A. V., Sargent W. L. W., 1995, ApJS 98, 477
 Huchra J. P., 1977, ApJS 35, 171
 Huchra J. P., Wyatt W. F., Davis M., 1982, AJ 87, 1628
 Hutchings J. B., Neff S. G., 1991, AJ 101, 434
 Jackson N., Eracleous M., 1995, MNRAS 276, 1409
 Jenkins C. R., 1984, ApJ 277, 501
 Keel W. C., 1983a, ApJ 269, 466
 Keel W. C., 1983b, ApJS 52, 229
 Keel W. C., 1984, ApJ 282, 75

- Keel W. C., Kennicutt Jr. R. C., Hummel E., van der Hulst J. M., 1985, *AJ* 90, 708
- Kennicutt R. C., Keel W. C., Blaha C. A., 1989, *AJ* 97, 1022
- Kent S. M., Sargent W. L. W., 1979, *ApJ* 230, 667
- Khachikian E. Y., Weedman D. W., 1974, *ApJ* 192, 581
- Kim D.-C., Sanders D. B., Veilleux S., Mazzarella J. M., Soifer B. T., 1995, *ApJS* 98, 129
- Kingdom J., Ferland G. J., Feibelman W. A., 1995, *ApJ* 439, 793
- Kinney A. L., Bregman J. L., Huggins P. J., Glassgold A. E., Cohen R. D., 1984, *PASP* 96, 398
- Kinney A. L., Antonucci R. R. J., Ward M. J., Wilson A. S., Whittle M., 1991, *ApJ* 377, 100
- Klaas U., Elsasser H., 1991, *A&AS* 90, 33
- Koratkar A., Deustua S. E., Heckman T. et al., 1995, *ApJ* 440, 132
- Koski A. T., 1978, *ApJ* 223, 56
- Kunth D., Sargent W. L. W., 1979, *A&A* 76, 50
- Laor A., Netzer H., 1989, *MNRAS* 238, 897
- Leahy J. P., Perley R. A., 1991, *AJ* 102, 537
- Lemaître G., Kohler D., Lacroix D., Meunier J.-P., Vin A., 1989, *A&A* 228, 546
- Lequeux J., Peimbert M., Rayo J. F., Serrano A., Torres-Peimbert S., 1979, *A&A* 80, 155
- Lonsdale C. J., Lonsdale C. J., Smith H. E., 1992, *ApJ* 391, 629
- MacAlpine G. M., Davidson K., Gull T. R., Wu C.-C., 1985, *ApJ* 294, 147
- MacKenty J. W., 1990, *ApJS* 72, 231
- Malkan M. A., 1983, *ApJ* 264, L1
- Maltby P., Matthews T. A., Moffet A. T., 1962, *ApJ* 137, 153
- Maoz D., Filippenko A. V., Ho L. C. et al., 1995, *ApJ* 490, 91
- Mazzarella J. M., Boroson T. A., 1993, *ApJS* 85, 27
- McCall N. L., Rybski P. M., Shields G. A., 1985, *ApJS* 57, 1
- McQuade K., Calzetti D., Kinney A. L., 1995, *ApJS* 97, 331
- Moorwood A. F. M., van der Werf P. P., Kotilainen J. K., Marconi A., Oliva E., 1996, *A&A* 308, L1
- Nelson C. H., MacKenty J. W., Simkin S. M., Griffiths R. E., 1996, *ApJ* (in press)
- Netzer H., Laor A., 1993, *ApJ* 404, L51
- Osmer P. S., Smith M. G., Weedman D. W., 1974, *ApJ* 192, 279
- Oke J. B., 1990, *AJ* 99, 1621
- Oke J. B., Gunn J. E., 1983, *ApJ* 266, 713
- Osterbrock D. E., 1974, *Astrophysics of gaseous nebulae*. Freeman and company, San Francisco
- Osterbrock D. E., 1977, *ApJ* 215, 733
- Osterbrock D. E., 1981, *ApJ* 249, 452
- Osterbrock D. E., 1985, *PASP* 97, 25
- Osterbrock D. E., Dahari O., 1983, *ApJ* 273, 478
- Osterbrock D. E., de Robertis M. M., 1985, *PASP* 97, 1129
- Osterbrock D. E., Pogge R. W., 1985, *ApJ* 297, 166
- Osterbrock D. E., Tran H. D., Veilleux S., 1992, *ApJ* 389, 196
- Owen F. N., Laing R. A., 1989, *MNRAS* 238, 357
- Owen F. N., Ledlow M. J., Keel W. C., 1996, *AJ* 111, 53
- Phillips M. M., Charles P. A., Baldwin J. A., 1983, *ApJ* 266, 485
- Popov V. N., Khachikian E. E., 1980, *Astrophysics* 16, 33
- Riley J. M., Pooley G. G., 1975, *Mem. RAS* 80, 105
- Robinson A., Binette L., Fosbury R. A. E., Tadhunter C. N., 1987, *MNRAS* 227, 97
- Rosenblatt E. J., Malkan M. A., Sargent W. L. W., Readhead A. C. S., 1994, *ApJS* 93, 73
- Sakka K., Oka S., Wakamatsu K., 1973, *PASJ* 25, 153
- Sandage A., Tammann G. A., 1981, A revised Shapley-Ames catalog of bright galaxies. In: Carnegie Institution of Washington, Publication 635
- Schmidt M., 1965, *ApJ* 141, 1
- Schulz H., Fritsch C., 1994, *A&A* 291, 713
- Sersic J.-L., Pastoriza M., 1965, *PASP* 77, 287
- Seyfert K., 1943, *ApJ* 97, 28
- Shields J. C., 1992, *ApJ* 399, L27
- Shields J. C., Filippenko A. V., 1990, *AJ* 100, 1034
- Shuder J. M., Osterbrock D. E., 1981, *ApJ* 250, 55
- Simkin S. M., 1979, *ApJ* 234, 56
- Smith E. P., Heckman T. M., 1989, *ApJS* 69, 365
- Stasinska G., 1984, *A&A* 135, 341
- Stauffer J. R., 1982, *ApJ* 262, 66
- Stockton A. N., 1968, *AJ* 73, 887
- Stone R. P. S., 1977, *ApJ* 218, 767
- Storchi-Bergmann T., 1991, *MNRAS* 249, 404
- Storchi-Bergmann T., Pastoriza M. G., 1989, *ApJ* 347, 195
- Storchi-Bergmann T., Kinney A. L., Challis P., 1995, *ApJS* 98, 103
- Terlevich R., Melnick J., 1985, *MNRAS* 213, 841
- Terlevich R., Melnick J., Masegosa J., Moles M., Copetti M. V. F., 1991, *A&AS* 91, 285
- Tran H. D., 1995, *ApJ* 440, 578
- Tran H. D., Miller J. S., Kay L. E., 1992, *ApJ* 397, 452
- Veilleux S., 1988, *AJ* 95, 1695
- Veilleux S., 1991, *ApJ* 368, 158
- Veilleux S., Osterbrock D. E., 1987, *ApJS* 63, 295
- Véron M.-P., 1981, *A&A* 100, 12
- Véron M.-P., Véron P., Zuiderwijk E. J., 1981b, *A&A* 98, 34
- Véron-Cetty M.-P., Véron P., 1985, *A&A* 145, 425
- Véron-Cetty M.-P., Véron P., 1986a, *A&AS* 65, 241
- Véron-Cetty M.-P., Véron P., 1986b, *A&AS* 66, 335
- Véron-Cetty M.-P., Véron P., 1996, *A&AS* 115, 97
- Véron P., Linblad P. O., Zuiderwijk E. J., Véron M.-P., Adam G., 1980, *A&A* 87, 245
- Véron P., Véron-Cetty M.-P., Bergeron J., Zuiderwijk E. J., 1981a, *A&A* 97, 71
- Véron P., Véron-Cetty M.-P., Zuiderwijk E. J., 1981c, *A&A* 102, 116
- Véron P., Véron-Cetty M.-P., 1986, *A&A* 161, 145
- Vorontsov-Velyaminov B. A., 1977, *A&AS* 28, 1
- Vrtilek J. M., Carleton N. P., 1985, *ApJ* 294, 106
- Wagner S. J., 1988, *PASP* 100, 54
- Ward M., Penston M. V., Blades J. C., Turtle A. J., 1980, *MNRAS* 193, 563
- Weedman D. W., Feldman F. R., Balzano V. A. et al., 1981, *ApJ* 248, 105
- Whitford A. E., 1958, *AJ* 63, 201
- Whittle M., 1985a, *MNRAS* 213, 1
- Whittle M., 1985b, *MNRAS* 213, 33
- Wilson A. S., Heckman T. R., 1985, in: *Astrophysics of active galaxies and quasistellar objects*, ed. Miller J. S., Reidel, Dordrecht, p. 39
- Wyndham J. D., 1966, *ApJ* 144, 459
- Yee H. K. C., Oke J. B., 1978, *ApJ* 226, 753
- Young S., Hough J. H., Bailey J. A., Axon D. J., Ward M. J., 1993, *MNRAS* 260, L1
- Zamorano J., Rego M., Gallego J. et al., 1994, *ApJS* 95, 387

AGNs with composite spectra^{*,**}

II. Additional data

A.C. Gonçalves, M.-P. Véron-Cetty, and P. Véron

Observatoire de Haute-Provence, CNRS, F-04870 Saint Michel l’Observatoire, France

Received August 11; accepted November 17, 1998

Abstract. In a previous paper (Véron et al. 1997) we presented medium resolution (3.4 \AA FWHM) spectroscopic observations of 15 “transition objects”, selected for having an ambiguous location in the Veilleux & Osterbrock (1987) diagnostic diagrams, and showed that most of them were in fact “composite”, this being due to the simultaneous presence on the slit of both a Seyfert or Liner nucleus and a H II region. Here, we report new spectroscopic observations of 53 emission-line galaxies with a “transition” spectrum, bringing up to 61 the total number of observed objects in an unbiased sample of 88 “transition objects”. Almost all of the observed galaxies have a “composite” nature, confirming the finding that true “transition” spectra may not exist at all.

By eliminating “composite objects” from the diagnostic diagrams, a clear separation between the different classes of nuclear emission-line regions (Seyfert 2s, Liners and H II regions) becomes apparent; by restricting the volume occupied by the different line-emitting regions in the 3-dimensional diagnostic diagrams, we are also restricting the range of possible physical parameters in these regions. There seems to be no continuity between Seyfert 2s and Liners, the two classes occupying distinct volumes in the 3-dimensional space defined by $\lambda 5007/\text{H}\beta$, $\lambda 6583/\text{H}\alpha$, and $\lambda 6300/\text{H}\alpha$.

Key words: galaxies: active — galaxies: nuclei — galaxies: seyfert

1. Introduction

The use of the Baldwin et al. (1981) or Veilleux & Osterbrock (1987) diagnostic diagrams generally yields an immediate classification of the nuclear emission-line clouds; “transition objects” exist however, which cannot be classified unambiguously from their line ratios (Heckman et al. 1983; Keel 1984; Veilleux & Osterbrock 1987; Ho et al. 1993a). When observed with sufficient spectral resolution, such objects show different profiles for the permitted and forbidden lines (Heckman et al. 1981; Busko & Steiner 1990; Véron et al. 1981a,b; Véron-Cetty & Véron 1985, 1986b).

In a previous paper (Véron et al. 1997, hereafter Paper I), we presented high-dispersion (66 \AA mm^{-1}) spectroscopic observations of 15 “transition objects” selected for having an ambiguous location on the Veilleux & Osterbrock (1987) diagnostic diagrams, and showed that most of them are in fact “composite”. This was done by modelling the $\text{H}\alpha$, $[\text{N II}]\lambda\lambda 6548, 6583$ and/or $\text{H}\beta$, $[\text{O III}]\lambda\lambda 4959, 5007$ emission lines with Gaussian profiles, allowing for the contribution of several components; best fits showed these components to have different line strengths and widths, as the result of the lines being produced in regions that are kinematically and spatially distinct, usually a Seyfert 2 or Liner cloud and a H II region.

We have found in the literature 88 emission-line galaxies located north of $\delta \sim -20^\circ$, with $z < 0.100$ and $B < 17.0$, for which the published line ratios gave indication of a “transition” spectrum, constituting an unbiased sample of such objects. Here we report results for 53 of these galaxies, including seven already observed in Paper I, bringing up to 61 the total number of observed objects, or 70% of our unbiased sample of galaxies with a “transition” spectrum.

2. Observations and data analysis

2.1. Observations

The 53 observed galaxies suspected to have a “transition” spectrum are listed in Table 1 with the various

Send offprint requests to: A.C. Gonçalves, anabela@obs-hp.fr

* Based on observations collected at the Observatoire de Haute-Provence (CNRS), France, and *Hubble Space Telescope (HST)* data obtained from the Space Telescope European Coordinating Facility (ST-ECF) archive.

** Tables 5 and 6 are also available in electronic form at the CDS via anonymous ftp to cdsarc.u-strasbg.fr (130.79.128.5) or via <http://cdsweb.u-strasbg.fr/Abstract.html>

names under which they are known, and in Table 2 with the published line intensity ratios $\lambda 5007/H\beta$, $\lambda 6300/H\alpha$ and $\lambda 6583/H\alpha$. Table 3 gives their optical positions measured on the Digitized Sky Survey¹ (Véron-Cetty & Véron 1996).

Spectroscopic observations were carried out during several observing runs in May, June and July 1996 and January, March, October and November 1997 with the spectrograph CARELEC (Lemaître et al. 1989) attached to the Cassegrain focus of the Observatoire de Haute-Provence (OHP) 1.93 m telescope. The detector was a 512×512 pixels, $27 \times 27 \mu\text{m}$ Tektronic CCD. We used a 600 l mm^{-1} grating resulting in a dispersion of 66 \AA mm^{-1} ; the spectral range was $\lambda\lambda 6700 - 7600 \text{ \AA}$ in the red (with a Schott GG 435 filter) and $\lambda\lambda 4860 - 5760 \text{ \AA}$ in the blue. In each case, the galaxy nucleus was centered on the slit.

Usually five columns of the CCD ($\sim 5''$) were extracted. The slit width was $2''.1$, corresponding to a projected slit width on the detector of $52 \mu\text{m}$ or 1.9 pixel. The slit position angle was not always the same for the blue and red spectra; as the aperture used is rectangular ($2''.1 \times 5''$), this may introduce some inconsistencies when the line emitting regions are extended. The resolution, as measured on the night sky emission lines, was $\sim 3.4 \text{ \AA FWHM}$. The spectra were flux calibrated using the standard stars given in Table 4, taken from Oke (1974); Stone (1977); Oke & Gunn (1983) and Massey et al. (1988). The journal of observations is given in Table 5.

2.2. Line profile fitting

Morgan (1958, 1959) has introduced a classification of galaxies based on their nuclear region stellar population. Classes “a” and “af” are dominated by early-type stars. The main absorption features are the Balmer lines, which are usually filled up by emission as these objects invariably contain a H II region. Classes “g”, “gk” and “k” are dominated by a bulge of old population II stars. Intermediate classes “f” and “fg” have, in addition to a population of young stars, a faint bulge of old stars. The old star population have similar spectra in all classes (Bica 1988).

AGN activity is exceptional in classes “a” and “af” but frequent in all other classes (Véron & Véron-Cetty 1986); in consequence, the nuclear region of most AGNs contains a population of old stars with many strong absorption lines which can make the line fitting analysis rather difficult, especially for the blue spectra. Therefore, when the absorption blend Mg I b $\lambda 5175$ was prominent, we subtracted a suitable fraction of the spectrum of the elliptical galaxy NGC 5982, used as a template, to remove the old stellar population contribution. Another elliptical, NGC 4365,

was used as a template for the red spectra, while NGC 821 was used for both the red and blue spectra obtained in October and November 1997. All templates were observed with the same spectral resolution as the emission-line galaxies.

Whenever necessary, we have added a H α or H β absorption component; as, usually, the H α absorption line is completely filled up by the emission lines, we assumed its intensity to be 1.8 times the intensity of the nearby absorption Ca I $\lambda 6495$ line (Véron-Cetty & Véron 1986b). Whenever a template and/or absorption component was used in a fit, this is indicated in Table 6 which contains the line fitting analysis results for the 53 observed galaxies.

The line fitting analysis of the spectra was done in terms of Gaussian components as described in Véron et al. (1980, 1981b,c). The three emission lines, H α and [N II] $\lambda\lambda 6548, 6583$ (or H β and [O III] $\lambda\lambda 4959, 5007$) were fitted by one or several sets of three Gaussian components; whenever necessary, two components were added to fit the [O I] $\lambda\lambda 6300, 6363$ lines. The width and redshift of each component in a set were supposed to be the same. The intensity ratios of the [N II] $\lambda\lambda 6548, 6583$, [O III] $\lambda\lambda 4959, 5007$ and [O I] $\lambda\lambda 6300, 6363$ lines were taken to be equal to 3.00, 2.96 and 3.11, respectively (Osterbrock 1974). Whenever a fit resulted in a small negative intensity for a H β component, we set the corresponding $\lambda 5007/H\beta$ ratio to 10, the mean value for Seyfert 2s.

All line widths given in this paper have been corrected for the instrumental broadening. The spectra and best fits are plotted in Fig. 1, the parameters describing the individual components required by the analysis being given in Table 6.

2.3. Notes on individual objects

Mark 938. This galaxy is apparently undergoing a merger as evidenced by the presence of tidal tails (Mulchaey et al. 1996; Mazzarella & Boroson 1993). The nature of its emission-line spectrum has been rather controversial. Afanasjev et al. (1980) classified it as a Seyfert 2, Osterbrock & Dahari (1983) claimed that it is not a Seyfert; Dahari (1985), Véron-Cetty & Véron (1986a) and Veilleux et al. (1995) called it again a Seyfert 2, while Mulchaey et al. (1996), observing a weak emission of [O III] $\lambda 5007$ and a strong H α over the entire galaxy, suggested that there is no Seyfert activity in this object, in agreement with Mazzarella & Boroson (1993) who called it a H II region. The line ratios published by Veilleux et al. (1995) and Vaceli et al. (1997) indicate a “transition” spectrum, the [O III] lines being weak for a Seyfert 2 galaxy ($\lambda 5007/H\beta = 4$). The high resolution spectroscopic observations of Busko & Steiner (1990), showing complex emission line profiles with great differences in width and shape between H α and [N II] $\lambda 6583$ (the measured line widths are 264 ± 7 and $384 \pm 12 \text{ km s}^{-1}$ for H α and [N II] $\lambda 6583$, respectively), suggest a “composite” spectrum. To fit our

¹ The Digitized Sky Survey was produced at the Space Telescope Science Institute (STScI) under U.S. Government grant NAG W-2166.

Table 1. Cross-reference names for the galaxies studied in this paper

NGC	UGC	Zw	MCG	Mark	KUG	IRAS	Misc.
0034	–	–	–02.01.032	938	–	00085–1223	–
–	–	–	–	957	–	00391+4004	5C 3.100
–	–	–	–	–	–	01346–0924	–
–	2456	524.040	06.07.027	1066	–	02568+3637	–
–	–	–	–	–	–	03355+0104	HS 0335+0104
–	–	–	–	–	–	04210+0400	–
–	–	420.015	–	–	–	04507+0358	–
–	–	–	–	–	–	06256+6342	VII Zw 73
–	4229	207.033	–	622	0804+391	08043+3908	–
–	–	–	–	–	–	–	3C 198.0
–	–	–	–	–	0825+248	–	–
–	–	–	–	–	–	09111–1007	–
–	–	238.066	–	–	–	09277+4917	SBS 0927+493
–	5101	289.011	10.14.025	–	–	09320+6134	–
2989	–	–	–03.25.020	–	–	09430–1808	ESO 566–G09
–	–	–	–	–	–	09581+3126	CG 49
3185	5554	123.034	04.24.024	–	–	10148+2156	–
–	5984	155.031	05.26.024	–	–	–	Arp 107A
3504	6118	155.049	05.26.039	–	1100+282	11004+2814	TEX 1100+282
–	–	–	–	–	–	11058–1131	–
3642	6385	291.062	10.16.128	–	–	11194+5920	–
3660	–	–	–01.29.016	1291	–	11210–0823	–
–	–	291.074	10.17.004	–	–	11258+5806	SBS 1125+581
–	–	–	–	–	–	11285+8240 A	–
3758	–	126.110	04.27.073	739	–	11338+2152	–
–	–	–	–	–	–	–	SBS 1136+594
3994	6936	186.074	06.26.059	–	1155+325 A	–	Arp 313
4102	7096	269.036	09.20.094	–	–	12038+5259	–
–	–	–	–	–	–	12474+4345 S	–
–	8621	218.030	07.28.041	–	–	13354+3924	–
5256	8632	246.021	08.25.031	266	–	13362+4832	I Zw 67
–	–	073.074	–	1361	–	13446+1121	–
–	8718	190.055	06.30.085	461	1345+343	–	CG 1190
–	–	162.010	05.33.005	–	–	–	4C 26.42
–	–	–	–	–	–	14063+4905	I Zw 81
–	–	273.023	–	477	1439+537	14390+5343	I Zw 92
–	–	221.050	–	848	–	15163+4255	I Zw 107
–	–	077.080	–	–	–	15184+0834	–
5953	9903	107.008	03.40.005	1512	–	15322+1521	Arp 91
–	–	319.034	11.19.030	–	–	15564+6359	Kaz 49
–	–	–	–	–	–	16129–0753	–
–	–	–	–	–	–	16382–0613	–
–	10675	169.035	05.40.034	700	1701+315	17013+3131	–
–	–	112.010	03.45.003	–	–	17334+2049	–
–	–	142.019	–	–	–	18101+2152	PGC 61548
–	–	341.006	–	–	–	18462+7207	Kaz 214
6764	11407	256.007	08.35.003	–	–	19070+5051	–
–	–	–	–	–	–	22114–1109	–
–	–	452.043	03.57.031	308	2239+199	22395+2000	–
–	–	–	–	522	2257+161	–	–
7465	12317	453.050	03.58.024	313	2259+156	22595+1541	PG 2259+156
–	–	453.062	–	–	–	23024+1916	–
–	–	475.036	04.54.038	–	–	23135+2516	IC 5298

Table 2. Published line intensity ratios for the 53 emission-line galaxies studied in this paper. References: (1) Aguero et al. (1995), (2) Anton (1993), (3) Augarde et al. (1994), (4) Boller et al. (1994), (5) Cohen & Osterbrock (1981), (6) de Grijp et al. (1992), (7) González Delgado & Perez (1996), (8) Duc et al. (1997), (9) Fruscione & Griffiths (1991), (10) Goodrich & Osterbrock (1983), (11) Hill et al. (1988), (12) Ho et al. (1997a), (13) Keel et al. (1985), (14) Kim et al. (1995), (15) Klaas & Elsasser (1991), (16) Kollatschny et al. (1983), (17) Koratkar et al. (1995), (18) Koski (1978), (19) Martel & Osterbrock (1994), (20) Netzer et al. (1987), (21) Osterbrock & Pogge (1987), (22) Osterbrock & Martel (1993), (23) Phillips et al. (1983), (24) Rafanelli et al. (1990), (25) Salzer et al. (1995), (26) Shuder & Osterbrock (1981), (27) Ulvestad & Wilson (1983), (28) Veilleux & Osterbrock (1987), (29) Véron et al. (1997), (30) Vogel et al. (1993)

Name	$\frac{\lambda 5007}{H\beta}$	$\frac{\lambda 6300}{H\alpha}$	$\frac{\lambda 6583}{H\alpha}$	Ref.	Name	$\frac{\lambda 5007}{H\beta}$	$\frac{\lambda 6300}{H\alpha}$	$\frac{\lambda 6583}{H\alpha}$	Ref.
Mark 938	3.98	0.09	1.29	(14)	IRAS 12474+4345 S	2.93	–	0.42	(6)
Mark 957	0.63	0.04	0.46	(19)	UGC 8621	5.25	0.081	0.95	(22)
IRAS 01346–0924	2.90	–	0.41	(6)	Mark 266 NE	1.41	0.15	0.66	(22)
Mark 1066	4.35	0.084	0.88	(10)	Mark 266 SW	3.98	0.05	0.50	(22)
IRAS 03355+0104	13.52	0.06	0.18	(30)	Mark 1361	4.93	0.038	0.33	(14)
”	12.41	–	0.58	(6)	Mark 461	–	–	–	–
IRAS 04210+0400	14.2	0.13	0.35	(11)	4C 26.42	0.40	0.22	0.81	(2)
IRAS 04507+0358	11.77	–	0.28	(6)	I Zw 81	3.14	0.066	0.67	(18)
VII Zw 73	3.96	–	0.56	(6)	Mark 477	10.42	0.17	0.36	(26)
Mark 622	6.25	0.064	0.94	(26)	Mark 848 S	1.39	0.070	0.78	(14)
3C 198.0	2.13	0.04	0.35	(5)	IRAS 15184+0834	5.60	–	0.42	(6)
KUG 0825+248	0.84	0.13	0.28	(3)	NGC 5953	3.04	0.10	1.24	(13)
IRAS 09111–1007 E	3.94	0.07	0.74	(8)	”	2.08	0.058	0.78	(14)
Zw 238.066	1.73	0.065	0.82	(14)	”	4.3	0.11	1.38	(7)
UGC 5101	2.86	0.089	1.34	(14)	”	4.98	0.10	1.12	(24)
NGC 2989	2.50	0.037	0.52	(23)	Kaz 49	2.58	0.025	0.56	(4)
CG 49	11.68	–	0.30	(25)	IRAS 16129–0753	2.03	–	0.64	(6)
NGC 3185	3.42	0.045	0.70	(12)	IRAS 16382–0613	6.67	0.09	1.09	(1)
Arp 107A	13.62	0.38	3.00	(13)	Mark 700	0.55	0.11	1.75	(18)
NGC 3504	0.53	0.023	0.59	(12)	MCG 03.45.003	9.74	–	0.42	(6)
IRAS 11058–1131	9.10	0.05	0.38	(29)	PGC 61548	1.44	0.11	0.69	(9)
NGC 3642	1.32	0.08	0.71	(12)	Kaz 214	5.23	–	0.39	(6)
Mark 1291	3.18	–	0.48	(16)	NGC 6764	0.53	0.045	0.68	(18)
IRAS 11285+8240 A	8.25	0.106	0.46	(15)	IRAS 22114–1109	4.22	0.077	0.62	(14)
Mark 739 W	1.14	–	0.43	(20)	Mark 308	4.8	0.05	0.40	(29)
”	1.18	–	0.69	(27)	Mark 522	3.23	0.068	0.93	(29)
SBS 1136+594	12.30	0.11	0.25	(19)	Mark 313	3.52	0.10	0.52	(21)
NGC 3994	0.56	0.19	0.89	(13)	Zw 453.062	1.23	0.12	1.23	(14)
NGC 4102	0.99	0.041	0.92	(12)	IC 5298	4.68	0.05	0.95	(14)

spectra, two components are needed: one is a H II region with narrow lines ($\sim 255 \text{ km s}^{-1}$ *FWHM*); the other is a Seyfert 2 with much broader lines ($\sim 760 \text{ km s}^{-1}$ *FWHM*). For this component, we find a very high and unlikely $\lambda 6583/H\alpha$ ratio (~ 6.8); however, there is a very strong and broad $H\beta$ absorption line. It is probable that the broad $H\alpha$ emission component intensity is greatly reduced by the presence of a $H\alpha$ absorption line which has not been accounted for.

Mark 957. This galaxy has been identified with the radio source 5C 3.100 (Antonucci 1985) and a *ROSAT* X-ray source (Boller et al. 1998). Dahari & de Robertis (1988) called it a Seyfert 2. However, Koski (1978) and Halpern & Oke (1987) have observed strong Fe II emission lines in this object; furthermore, the continuum is very flat, extending far into the blue (Koski 1978), accounting for the classification of this object as a Narrow Line

Seyfert 1 galaxy. This classification is supported by Boller et al. (1996) who have found a steep soft X-ray component (photon index $\Gamma = 2.9 \pm 0.2$) with a variable flux (by a factor 1.9 over 18900 s). The $H\beta$ line is very narrow ($FWHM < 685 \text{ km s}^{-1}$) (Goodrich 1989); narrow $H\alpha$ and [N II] lines are observed as far as $10''$ from the nucleus (with $\lambda 6583/H\alpha \sim 0.4$) (Halpern & Oke 1987), suggesting the presence of an extended H II region. In the nucleus, the high ionization lines ([O III] and [Ne III] $\lambda 3869$) are found to be blueshifted by $\sim 280 \text{ km s}^{-1}$ with respect to the low ionization lines. Although having a relatively low signal-to-noise ratio, our spectra are quite interesting. In the blue, there is a very narrow $H\beta$ emission line ($FWHM \sim 200 \text{ km s}^{-1}$) associated with very weak ($\lambda 5007/H\beta \sim 0.15$) and relatively broad ($FWHM \sim 710 \text{ km s}^{-1}$) [O III] lines; the associated broad $H\beta$ component is weak ($\lambda 5007/H\beta \sim 9$) and accounts for only 8%

Table 3. B1950 optical positions of the observed objects measured on the Digitized Sky Survey. The rms error is $0''.6$ in each coordinate; “*” indicates objects with larger errors due to their location near one edge of the Schmidt plate (Véron-Cetty & Véron 1996). References for finding charts: (1) Andreasian & Alloin (1994), (2) Arp (1966), (3) Bowen et al. (1994), (4) Carballo et al. (1992), (5) de Grijp et al. (1987), (6) González Delgado & Pérez (1996), (7) Duc et al. (1997), (8) Kazarian (1979), (9) Keel (1996), (10) Markarian & Lipovetski (1971), (11) Markarian & Lipovetski (1973), (12) Markarian & Lipovetski (1974), (13) Markarian et al. (1979a), (14) Markarian et al. (1979b), (15) Markarian & Stepanian (1983), (16) Mazzarella & Boroson (1993), (17) Olsen (1970), (18) Pesch & Sanduleak (1983), (19) Rubin et al. (1975), (20) Sandage & Bedke (1994), (21) Takase & Miyauchi-Isobe (1986), (22) Takase & Miyauchi-Isobe (1990), (23) Vogel et al. (1993), (24) Wyndham (1966)

Name	α	δ	Ref.	mag.	Name	α	δ	Ref.	mag.
Mark 938	00 08 33.41	-12 23 06.6	(16)	13.5	IRAS 12474+4345 S	12 47 25.08	43 45 16.6	(5)	15.4
Mark 957	00 39 09.65	40 04 51.6	(3)	15.1	UGC 8621	13 35 28.44	39 24 30.8	-	14.2
IRAS 01346-0924	01 34 37.53	-09 24 12.9	(5)	15.8	Mark 266 SW	13 36 14.50	48 31 47.4	(16)	13.4
Mark 1066	02 56 49.91	36 37 21.1	(16)	14.0	Mark 266 NE	13 36 14.99	48 31 53.5	(16)	13.4
IRAS 03355+0104	03 35 35.77	01 04 34.0	(23)	14.5	Mark 1361	13 44 36.53	11 21 20.1	(14)	15.3
IRAS 04210+0400	04 21 02.69	04 01 08.2	(5)	16.3	Mark 461	13 45 04.29	34 23 51.9	(9)	14.6
IRAS 04507+0358	04 50 47.50	03 58 48.9	(5)	15.0	4C 26.42	13 46 33.84	26 50 26.3	(17)	15.2
VII Zw 73	06 25 37.78	63 42 42.9	(5)	14.8	I Zw 81	14 06 20.29	49 05 56.1	-	16.5
Mark 622	08 04 21.03	39 08 57.4	(12)	14.1	Mark 477	14 39 02.52	53 43 03.3	(9)	15.0
3C 198.0	08 19 52.43	06 06 45.7	(24)	17.3	Mark 848 S	15 16 19.40	42 55 35.9	(16)	15.0
KUG 0825+248	08 25 29.98	24 48 31.9	(21)	16.0	IRAS 15184+0834	15 18 27.10	08 34 33.9	(5)	13.9
IRAS 09111-1007 E	09 11 13.06	-10 06 54.6	(7)	16.1	NGC 5953	15 32 13.23	15 21 35.9	(6)	13.1
Zw 238.066	09 27 45.68	49 18 00.4	-	16.5	Kaz 49	15 56 26.70	63 59 00.8	(8)	15.3
UGC 5101	09 32 04.95	61 34 36.5	(9)	15.5	IRAS 16129-0753	16 12 58.38	-07 53 07.2	(4)	-
NGC 2989	09 43 03.79	-18 08 35.1	(20)	14.5	IRAS 16382-0613	16 38 11.57	-06 13 07.6	(4)	14.7
CG 49	09 58 07.76	31 26 44.7	(18)	16.0	Mark 700	17 01 21.49	31 31 37.8	(9)	15.5
NGC 3185	10 14 53.07	21 56 18.8	(20)	12.3	MCG 03.45.003*	17 33 25.27	20 49 37.6	(5)	13.4
Arp 107A	10 49 29.66	30 19 25.1	(2)	14.6	PGC 61548	18 10 07.06	21 52 15.9	-	14.2
NGC 3504	11 00 28.55	28 14 31.6	(20)	12.9	Kaz 214	18 46 15.77	72 07 42.9	(5)	15.5
IRAS 11058-1131	11 05 49.65	-11 31 56.8	(5)	14.9	NGC 6764	19 07 01.23	50 51 08.5	(19)	13.2
NGC 3642	11 19 25.03	59 20 54.9	(20)	14.1	IRAS 22114-1109	22 11 26.01	-11 09 21.1	-	-
Mark 1291	11 21 00.13	-08 23 01.5	(13)	15.5	Mark 308	22 39 30.53	20 00 00.1	(10)	14.6
IRAS 11285+8240 A	11 28 41.22	82 40 16.0	-	15.6	KUG 2239+200 A	22 39 33.13	20 00 38.4	(22)	15.5
Mark 739 W*	11 33 52.49	21 52 22.2	(16)	14.0	Mark 522	22 57 50.44	16 06 50.7	(11)	17.0
SBS 1136+594	11 36 24.27	59 28 31.4	(15)	16.0	Mark 313	22 59 32.07	15 41 44.3	(10)	14.0
NGC 3994*	11 55 02.44	32 33 21.1	(20)	12.9	Zw 453.062	23 02 28.55	19 16 55.2	-	15.1
NGC 4102	12 03 51.33	52 59 21.2	(20)	12.6	IC 5298	23 13 33.13	25 17 01.9	(1)	14.9

of the total $H\beta$ flux. The $[O\text{III}]$ lines are blueshifted by $\sim 360 \text{ km s}^{-1}$ with respect to $H\beta$. The red spectrum is also reasonably fitted with two sets of components; one is narrow with weak $[N\text{II}]$ lines, while the second is broader with relatively strong $[N\text{II}]$ lines. This is in satisfactory agreement with Halpern & Oke’s results, and suggests that the nuclear spectrum is dominated by a strong $H\text{II}$ region superimposed onto a relatively weak Seyfert 2 nucleus.

IRAS 01346 - 0924 was identified by de Grijp et al. (1987) with a galaxy they called MCG -02.05.022, which seems to be erroneous. It was classified a Seyfert 2 by de Grijp et al. (1992) on the basis of its emission-line ratios. We discussed this object in Paper I, giving it the wrong name (MCG -02.05.022); we suggested, on the basis of a blue spectrum, that it was “composite”. The best blue spectrum fit is obtained with three sets of three Gaussians, two being typical of a $H\text{II}$ region and the third of a weak Seyfert 2 nebulousity.

Table 4. Spectrograph settings and standard stars

Date	λ Range (\AA)	Standard stars
21 - 22.03.95	6500 - 7400	BD 26°2606
09 - 10.05.96	6700 - 7600	GD 140, BD 26°2606
11 - 13.05.96	4860 - 5760	Feige 98, Kopff 27
08.06.96	4860 - 5760	Feige 66, Kopff 27
09.06.96	6700 - 7600	Feige 66, BD 28°4211
15 - 16.07.96	4675 - 5575	BD 28°4211
23 - 25.07.96	6335 - 7235	BD 28°4211
07.01.97	4720 - 5620	EG 247
10.01.97	6175 - 7075	EG 247
04 - 07.03.97	4825 - 5725	Feige 66
08 - 12.03.97	6310 - 7210	Feige 66
13.03.97	4825 - 5725	Feige 66
31.10.97	6455 - 7365	Feige 24
01 - 02.11.97	4655 - 5560	Feige 24

Table 5. Journal of observations. A: 66 \AA mm^{-1} , red; B: 66 \AA mm^{-1} , blue. A “*” indicates objects published in Paper I

Name	Disp.	Date	Exp. time (min)	PA ($^{\circ}$)	Name	Disp.	Date	Exp. time (min)	PA ($^{\circ}$)
Mark 938	A	31.10.97	20	90	UGC 8621	A	10.05.96	20	180
	B	01.11.97	20	180		B	11.05.96	20	179
Mark 957	A	10.01.97	20	90	Mark 266 SW	A	10.01.97	20	180
	B	01.11.97	20	270		B	07.03.97	20	215
IRAS 01346–0924*	A	10.01.97	20	90	Mark 266 NE	B	07.03.97	20	215
Mark 1066	A	10.01.97	20	90	Mark 1361*	B	06.03.97	20	180
	B	07.01.97	20	90	Mark 461	A	22.03.95	20	90
IRAS 03355+0104	A	10.01.97	20	90	4C 26.42	B	08.06.96	20	89
	B	04.03.97	20	90		A	09.06.96	20	90
IRAS 04210+0400	A	10.01.97	20	90	I Zw 81	B	13.05.96	20	0
	B	07.01.97	20	90		A	10.05.96	20	180
IRAS 04507+0358	A	10.01.97	20	90	Mark 477*	B	11.05.96	20	84
	B	06.03.97	20	180		B	11.05.96	20	120
VII Zw 73	A	10.01.97	20	180	Mark 848 S	A	22.06.96	20	171
	B	07.01.97	20	180		B	08.06.96	20	90
Mark 622	A	10.01.97	20	180	IRAS 15184+0834	A	08.03.97	20	270
	B	07.01.97	20	180		B	07.03.97	20	270
3C 198.0	A	12.03.97	20	270	NGC 5953	A	10.05.96	20	180
KUG 0825+248	A	08.03.97	20	220	Kaz 49	B	11.05.96	20	180
	B	07.03.97	20	217		A	22.06.96	20	180
IRAS 09111–1007 E	A	08.03.97	20	258	IRAS 16129–0753	B	23.06.96	20	180
	B	05.03.97	20	252		A	22.06.96	20	180
Zw 238.066	A	08.03.97	20	180	IRAS 16382–0613	B	15.07.96	20	180
	B	07.01.97	20	90		A	09.05.96	20	180
UGC 5101	A	10.03.97	20	270	Mark 700	B	13.05.96	20	0
	B	06.03.97	20	180		A	09.05.96	20	180
NGC 2989	A	09.03.97	20	270		B	07.06.96	20	90
	B	06.03.97	20	180		B	08.06.96	20	90
CG 49	A	10.05.96	20	180	MCG 03.45.003*	B	13.05.96	20	0
	B	01.11.97	20	270	PGC 61548*	A	09.05.96	20	180
NGC 3185	A	08.03.97	20	270	Kaz 214	B	13.05.96	20	0
	B	06.03.97	20	180		A	09.06.96	20	139
Arp 107A	A	09.03.97	20	270	NGC 6764	B	13.05.96	20	0
NGC 3504	A	08.03.97	20	270		IRAS 22114–1109	A	09.06.96	20
	B	07.03.97	20	180	B		08.06.96	20	72
IRAS 11058–1131*	B	06.03.97	20	180		A	24.07.96	20	180
	A	08.03.97	20	270		A	25.07.96	20	180
NGC 3642	B	07.03.97	20	180	Mark 308*	B	15.07.96	20	180
	A	10.01.97	20	180		A	09.06.96	20	44
Mark 1291	B	06.03.97	20	180	Mark 522	A	23.07.96	20	180
	A	10.05.96	20	180		B	15.07.96	20	180
IRAS 11285+8240 A	A	10.05.96	20	180	Mark 313	A	23.07.96	20	180
	B	07.03.97	20	272		B	15.07.96	20	180
Mark 739 W	A	09.01.97	20	90	Zw 453.062	A	25.07.96	20	225
	B	07.03.97	20	272		B	01.11.97	20	270
SBS 1136+594	A	10.01.97	20	180	IC 5298	B	02.11.97	60	270
	B	05.03.97	20	180		A	25.07.96	15	204
NGC 3994	A	08.03.97	20	270		B	02.11.97	60	270
	B	13.03.97	20	180					
NGC 4102	A	21.03.95	20	90					
	B	04.03.97	15	270					
IRAS 12474+4345 S	A	11.03.97	20	345					
	B	13.03.97	20	345					

Table 6. Fitting profile analysis results. Column 1 gives the name of the object, Col. 2 the adopted redshift, Cols. 4 and 9 the velocities for each set of components measured on the blue and red spectra, respectively, and de-redshifted using the redshift given in Col. 2; Cols. 5 and 10 the corresponding *FWHM*, Cols. 6, 11 and 12 the intensity ratios $\lambda 5007/H\beta$, $\lambda 6583/H\alpha$ and $\lambda 6300/H\alpha$ respectively, and Cols. 7 and 13 the fraction of the $H\beta$ emission flux (respectively $H\alpha$) in each component with respect to the total flux of the line in each object. A “T” in Col. 3 (or 8) indicates that the blue (or red) spectrum has been corrected for starlight using a suitable fraction of a template (in the blue, we have used the elliptical galaxy NGC 5982 and in the red, the elliptical galaxy NGC 4365; NGC 821 was used as a template for the objects observed in October and November 1997); in the same columns, an “A” indicates that a $H\beta$ (or $H\alpha$) absorption component was added to the model. In Col. 14 we give the velocity difference between the blue and red systems, and in Col. 15 the spectroscopic classification of each component in the model; Gaussian profiles were used throughout, except when indicated by “*lz*” (Lorentzian profile). Values in parenthesis have been fixed

Name	z	Stellar corr.	V (km s^{-1})	$FWHM$ (km s^{-1})	$\frac{\lambda 5007}{H\beta}$	$H\beta$ (%)	Stellar corr.	V (km s^{-1})	$FWHM$ (km s^{-1})	$\frac{\lambda 6583}{H\alpha}$	$\frac{\lambda 6300}{H\alpha}$	$H\alpha$ (%)	ΔV (km s^{-1})	Class.
Mark 938	0.019	A	111	240	1.18	91	T	173	270	0.71	0.07	89	-62	H II
			(-79)	890	(10)	9		-11	648	6.78	< 0.3	11	-68	Sey2
Mark 957	0.0732		-402	710	9.00	8		-201	726	1.35	< 0.3	18	-201	Sey2
			-43	200	0.15	92		3	192	0.35	< 0.02	82	-46	H II
IRAS 01346-0924	0.070		114	178	2.13	38		165	148	0.70	< 0.04	23	-51	H II
			-83	< 80	0.83	39		-33	219	0.46	0.07	37	-50	H II
			-224	1069	(10)	23		-	-	-	-	-	-	Sey2
			-	-	-	-		219	2640	-	-	40	-	Sey1
Mark 1066	0.0122		-116	348	12.38	11		-51	270	0.77	0.07	35	-65	Sey2
			30	220	1.54	66		54	205	0.89	0.08	39	-24	H II
			-262	875	5.76	23		-165	(875)	1.49	0.15	26	-97	Sey2
IRAS 03355+0104	0.0398		-1	364	13.69	100		12	354	0.49	0.12	66	-13	Sey2
			-	-	-	-		264	1930	-	-	34	-	Sey1
IRAS 04210+0400	0.0462		14	178	13.30	41		63	219	0.40	0.17	47	-49	Sey2
			0	541	13.03	59		41	615	0.34	0.06	53	-41	Sey2
IRAS 04507+0358	0.0296		-28	240	11.00	82		14	282	0.47	0.09	64	-42	Sey2
			-146	603	14.57	18		-	-	-	-	-	-	Sey2
			-	-	-	-		-88	1254 _{lz}	-	-	36	-	Sey1
VII Zw 73	0.0405		0	307	(15)	28		17	272	0.80	0.10	37	-17	Sey2
			-186	794	(15)	12		-171	685	0.52	0.22	16	15	Sey2
Mark 622	0.0233	T, A	3	151	1.28	60	T	14	111	0.48	0.02	47	-11	H II
			6	178	(0.1)	59		12	205	0.79	0.06	49	-6	H II
3C 198.0	0.081		-58	1172	(10)	41		-22	748	1.44	< 0.5	51	-36	Sey2
			-	-	-	-		125	294	0.28	0.05	100	-	?
KUG 0825+248	0.083		108	< 80	0.62	100		135	95	0.29	0.02	100	-27	H II
IRAS 09111-1007 E	0.055		-113	< 80	(0.1)	16		-230	95	0.55	< 0.09	12	117	H II
			(-76)	259	(0.1)	53		-41	257	0.86	< 0.05	40	-35	H II
			-113	430	(10)	31		-96	626	0.95	0.12	48	-17	Sey2
Zw 238.066	0.034	T, A	95	220	0.60	54	A	149	< 80	0.69	< 0.05	14	-54	H II
			-134	154	1.33	37		-71	307	0.79	0.05	78	-63	H II
			-295	935	(10)	9		-529	1130	3.75	< 0.6	8	234	Sey2

Table 6. continued

Name	z	Stellar corr.	V (km s^{-1})	$FWHM$ (km s^{-1})	$\lambda 5007$ $H\beta$	$H\beta$ (%)	Stellar corr.	V (km s^{-1})	$FWHM$ (km s^{-1})	$\lambda 6583$ $H\alpha$	$\lambda 6300$ $H\alpha$	$H\alpha$ (%)	ΔV (km s^{-1})	Class.
UGC 5101 #1	0.039		–	–	–	–		254	95	0.51	0.05	100	–	H II
UGC 5101 #2			–	–	–	–		222	163	0.51	0.05	85	–	H II
			–	–	–	–		101	526	2.57	< 0.4	15	–	Sey2
UGC 5101 #3			–	–	–	–		146	132	0.51	0.07	28	–	H II
			–	–	–	–		92	481	4.50	0.14	14	–	Sey2
			–	–	–	–		197	1033 _{tz}	–	–	58	–	Sey1
UGC 5101 #4			–	–	–	–		–108	148	0.70	< 0.13	15	–	H II
			–	–	–	–		87	114	0.38	< 0.09	21	–	
			–	–	–	–		36	492	5.33	< 0.4	10	–	
			–	–	–	–		324	1438 _{tz}	–	–	54	–	Sey1
UGC 5101 #5			–	–	–	–		–3	401	1.31	< 0.12	34	–	Sey2
			–	–	–	–		–119	148	0.52	0.06	66	–	H II
UGC 5101	0.039	A	92	364	2.17	100		–	–	–	–	–	–	
NGC 2989	0.014	A	–105	128	1.70	100		–108	148	0.53	0.04	100	3	H II
CG 49	0.044	A	–67	259	7.20	100		–40	257	0.80	0.09	100	–27	Sey2
NGC 3185	0.004	A	12	154	4.68	74	A	68	148	0.81	0.04	66	–56	?
			–164	154	2.03	26		–78	114	0.64	< 0.03	34	–86	H II
Arp 107A	0.034		–	–	–	–		141	178	1.41	0.20	54	–	Sey2
			–	–	–	–		108	492	1.23	< 0.1	46	–	Sey2
NGC 3504	0.005	T, A	–47	200	(0.1)	95	A	0	192	0.58	0.02	93	–47	H II
			–10	398	(10)	5		12	582	1.87	0.08	7	–22	Sey2
IRAS 11058–1131	0.0547		–9	259	7.57	100		65	205	0.34	0.05	76	–74	Sey2
			–	–	–	–		399	2071	–	–	24	–	Sey1
NGC 3642	0.005	T	44	98	0.14	88		71	95	0.48	0.07	39	–27	H II
			50	(330)	(10)	12		36	330	1.00	< 0.3	9	14	Sey2
			–	–	–	–		–10	2168	–	–	52	–	Sey1
Mark 1291	0.0122		–70	154	3.84	100		–4	178	0.73	0.04	50	–66	?
			–	–	–	–		–54	1941	–	–	50	–	Sey1
IRAS 11285+8240 A	0.028		–	–	–	–		141	205	0.45	0.11	100	–	Sey2
Mark 739 W	0.0297	A	9	< 80	0.27	90	A	14	95	0.49	0.02	44	–5	H II
			–4	259	8.77	10		–38	307	0.67	0.10	18	34	Sey2
			–	–	–	–		–57	2103	–	–	38	–	Sey1
SBS 1136+594	0.0613		–38	154	11.66	10		6	192	0.10	0.18	9	–44	Sey2
			–105	4470	–	90		–21	3871	–	–	83	–84	Sey1
			–	–	–	–		–23	1010	–	–	8	–	Sey1
NGC 3994	0.010	T	98	200	0.82	89	T	77	192	0.53	0.05	70	21	H II
			–64	905	6.00	11		33	537	1.41	0.53	30	–99	Liner
NGC 4102	0.0025	T	–25	154	0.43	93	A	57	192	0.87	–	79	–82	H II
			–126	557	(10)	7		–19	(557)	1.57	–	6	–107	Sey2
			–	–	–	–		273	132	0.94	–	15	–	?

Table 6. continued

Name	z	Stellar corr.	V (km s^{-1})	$FWHM$ (km s^{-1})	$\frac{\lambda 5007}{H\beta}$	$H\beta$ (%)	Stellar corr.	V (km s^{-1})	$FWHM$ (km s^{-1})	$\frac{\lambda 6583}{H\alpha}$	$\frac{\lambda 6300}{H\alpha}$	$H\alpha$ (%)	ΔV (km s^{-1})	Class.
IRAS 12474+4345 S	0.062		182	200	2.24	53		128	178	0.45	0.05	47	54	H II
			125	478	4.43	47		77	458	0.40	0.03	53	48	?
UGC 8621	0.020	T	3	< 80	0.28	83		54	< 80	0.42	< 0.01	55	-51	H II
			-141	664	(10)	17		-21	(664)	1.78	< 0.3	9	-120	Sey2
			-	-	-	-		-238	2987	-	-	36	-	Sey1
Mark 266 NE	0.0283		-88	313	0.96	63		-	-	-	-	-	-	H II
			-278	1009	2.17	37		-	-	-	-	-	-	Liner?
Mark 266 SW	0.0278		-125	200	3.65	46		-61	270	0.58	0.06	58	-64	?
			114	295	0.36	33		186	270	0.58	0.04	31	-72	H II
			-110	603	13.30	21		-259	(603)	0.49	0.12	11	149	Sey2
Mark 1361	0.0224		108	178	(0.1)	51		260	95	0.54	0.05	15	-152	H II
			17	277	9.17	31		117	192	0.66	0.04	49	-100	Sey2
			-142	785	(10)	18		54	548	1.04	0.09	26	-196	Sey2
			-	-	-	-		68	2427	-	-	10	-	Sey1
Mark 461	0.016	T	114	313	0.99	66		74	219	0.60	-	37	40	H II
			-31	920	> 2.6	34		41	692	0.64	-	63	-72	Sey2?
4C 26.42	0.063	T	-267	(342)	0.42	52		-173	(342)	0.83	0.20	62	-94	Liner
			47	(220)	0.62	48		159	(220)	0.86	0.27	38	-112	Liner
I Zw 81	0.052	A	17	(132)	2.05	53		98	132	0.78	< 0.04	43	-81	H II?
			-226	(132)	1.41	47		-122	132	0.56	< 0.03	57	-104	H II
Mark 477	0.038		-108	200	8.00	30		-53	163	0.38	0.15	31	-55	Sey2
			-83	478	11.05	47		-26	481	0.31	0.22	47	-57	Sey2
			-238	1600	13.01	23		-379	(1600)	0.74	0.23	22	141	Sey2
Mark 848 S	0.040		81	154	0.83	93		128	132	0.43	0.03	81	-47	H II
			-92	680	4.20	7		122	469	0.71	0.14	19	-214	Sey2
IRAS 15184+0834	0.031	A	-286	(178)	1.35	18		-203	178	0.54	0.01	21	-83	H II
			-6	220	4.70	82		9	257	0.69	0.05	79	-15	?
NGC 5953	0.007	T, A	-92	200	0.55	88		-36	205	0.60	0.03	54	-56	H II
			-185	398	(10)	12		-128	412	1.96	0.18	22	-57	Sey2
			-	-	-	-		311	1768	-	-	24	-	Sey1
Kaz 49	0.030		57	259	2.21	88		144	232	0.55	0.05	88	-87	H II
			-252	1069	(10)	12		-218	879	2.05	< 0.5	12	-34	Sey2
IRAS 16129-0753	0.033		-166	154	0.33	84		-85	205	0.59	< 0.05	100	-81	H II
			-218	649	11.25	16		-	-	-	-	-	-	Sey2
IRAS 16382-0613	0.028		-76	348	3.94	40		-72	257	0.91	< 0.03	24	-6	?
			-310	1157	4.06	60		-188	1064	1.41	< 0.12	24	-122	Sey2
			-	-	-	-		144	4980	-	-	52	-	Sey1

Table 6. continued

Name	z	Stellar corr.	V (km s^{-1})	$FWHM$ (km s^{-1})	$\lambda 5007$ H β	H β (%)	Stellar corr.	V (km s^{-1})	$FWHM$ (km s^{-1})	$\lambda 6583$ H α	$\lambda 6300$ H α	H α (%)	ΔV (km s^{-1})	Class.
Mark 700	0.034	A	-74	618	1.86	100	-28	435	2.19	0.19	23	-46	Liner	
			-	-	-	-	369	1595	-	-	61	-	Sey1	
			-	-	-	-	-1137	1097	-	-	16	-	Sey1	
MCG 03.45.003	0.024		87	98	14.01	47	77	132	0.51	0.17	54	10	Sey2	
			27	364	8.71	53	39	435	0.61	< 0.07	46	-12	Sey2	
PGC 61548	0.018	T	20	277	0.41	92	68	282	0.50	0.04	93	-48	H II	
			-5	541	(10)	8	14	604	3.94	0.49	7	-19	Sey2	
Kaz 214	0.046	A	0	< 80	5.32	10	-	-	-	-	-	-	?	
			98	330	3.60	73	-	-	-	-	-	-	?	
			195	740	(10)	17	-	-	-	-	-	-	Sey2	
Kaz 214 #1			-	-	-	-	-25	95	0.32	< 0.06	100	-	H II	
Kaz 214 #2			-	-	-	-	-28	148	0.38	< 0.05	100	-	H II	
Kaz 214 #3			-	-	-	-	12	245	0.52	< 0.05	68	-	H II	
			-	-	-	-	(120)	(525)	(0.60)	0.17	32	-	Sey2?	
Kaz 214 #4			-	-	-	-	77	205	0.33	< 0.03	60	-	H II	
			-	-	-	-	(120)	(525)	(0.60)	0.16	40	-	Sey2?	
Kaz 214 #5			-	-	-	-	114	132	0.28	< 0.02	45	-	H II	
			-	-	-	-	(120)	(525)	(0.60)	0.09	55	-	Sey2?	
Kaz 214 #6			-	-	-	-	135	114	0.31	0.05	44	-	H II	
			-	-	-	-	(120)	(525)	(0.60)	0.16	56	-	Sey2?	
Kaz 214 #7			-	-	-	-	141	232	0.35	< 0.06	100	-	H II	
			47	330	0.62	72	-7	319	0.65	0.04	66	54	H II	
NGC 6764	0.008		-158	430	0.44	28	-101	537	0.96	0.14	34	-57	Liner	
			44	154	1.33	46	-16	219	0.70	< 0.07	57	60	H II	
IRAS 22114-1109	0.054		195	510	(10)	54	203	319	0.60	0.12	43	-8	Sey2	
			155	178	(0.1)	56	87	132	0.30	0.06	44	68	H II	
			243	240	(10)	24	63	412	0.49	0.03	30	180	Sey2?	
Mark 308	0.023		182	995	(10)	20	-34	1097	0.50	0.19	19	216	Sey2	
			-	-	-	-	(23)	(1725)	-	-	7	-	Sey1	
			95	< 80	0.63	86	114	114	0.53	< 0.04	75	-19	H II	
Mark 522	0.032	A	-15	220	7.87	14	30	270	1.50	< 0.2	25	-45	Sey2	
			128	154	2.29	100	117	114	0.44	0.10	74	11	H II	
Mark 313	0.006	A	-	-	-	-	84	424	0.71	0.28	26	-	Sey2?	
			20	200	0.31	94	-42	163	0.46	0.05	91	62	H II	
Zw 453.062	0.025	A	-274	541	(10)	6	-160	514	3.33	0.4	9	114	Sey2	
IC 5298	0.027	T	95	313	0.53	76	44	307	0.83	0.12	86	51	H II	
			-68	557	(10)	24	33	537	2.28	< 0.4	14	-101	Sey2	

A weak broad ($FWHM \sim 2640 \text{ km s}^{-1}$) $H\alpha$ component may also be present. The Seyfert 2 cloud is so weak that it is not detected on our red spectrum.

Mark 1066 is an early-type spiral galaxy (Afanasjev et al. 1981; Mazzarella & Boroson 1993). It was classified as a Seyfert 2 by Afanasjev et al. (1980) and as a Seyfert 1.9 by Afanasjev et al. (1981) on the basis of weak broad components in the Balmer lines; the existence of these broad components has not been confirmed by Goodrich & Osterbrock (1983) who concluded, on the basis of the line ratios ($\lambda 5007/H\beta = 4.35$, $\lambda 6583/H\alpha = 0.88$, $\lambda 6300/H\alpha = 0.08$), that this object is a Seyfert 2. However, Osterbrock & Dahari (1983), on the basis of the same data, called it a “marginal” Seyfert 2, the $\lambda 5007/H\beta$ ratio being relatively weak. The spectra published by Wilson & Nath (1990) and Veilleux (1991a) show that the emission lines have a broad blue wing extending up to velocities of 1000 km s^{-1} with respect to the line peaks, the [O III] lines being significantly broader ($403 \text{ km s}^{-1} FWHM$) than the Balmer lines (280 km s^{-1}) (Veilleux 1991b,c). De Robertis & Osterbrock (1986) noted a good correlation between the width of the line at half-peak intensity and the critical density, suggesting that the narrow line region (NLR) is density stratified; however, the density stratification mostly affects the high velocity gas producing the wings of the line profiles (Veilleux 1991c). Haniff et al. (1988) have published an [O III] image suggestive of a double structure with a separation of $0''.8$, and the continuum nucleus in between. There are two emission peaks in the core of the low-ionization lines; these peaks are separated by about $0''.5$, the velocity difference between them being $\Delta V = 125 \pm 20 \text{ km s}^{-1}$ (Veilleux 1991c). High-resolution ($0''.1$) *HST* images (Bower et al. 1995) reveal that the $H\alpha$ and [N II] emission comes from a $3''$ -long region centered on the nucleus, while the [O III]-emitting gas is concentrated in a bright “jet-like” structure extending $1''.4$ NW of the nucleus. Long-slit spectroscopy suggests the existence of two kinematically distinct regions: the first, of low-excitation, lies in the plane of the galaxy and is normally rotating, while the second, of high-excitation, would be inclined with respect to the disk. Bower et al. (1995) suggested that the high-ionization cloud is a Seyfert 2 (with $\lambda 5007/H\beta \sim 10 - 15$) and the low-ionization cloud is a Liner ($\lambda 5007/H\beta \sim 2 - 3$); it seems, however, that the [O I] lines are weak and that this region could be a H II region instead. Three sets of lines are needed to fit our spectra; one set originates, most probably, from a H II region, the two others having line ratios typical of Seyfert 2 clouds. The velocity difference between the two Seyfert components is $\Delta V = 146 \text{ km s}^{-1}$ in the blue and 105 km s^{-1} in the red. The complexity of the line emission regions in this object, revealed by the *HST* observations, makes the measured line ratios for each individual component rather inaccurate. It seems likely that the density-stratified cloud emitting relatively broad lines

Table 7. *HST* observing log of IRAS 04210+0400

ID label	Band	λ_c (Å)	$\Delta\lambda$ (Å)	Filter	Time (s)
u2mg0401t	[O III]	5479	486	F547 M	300
u2mg0402t	[O III]	5479	486	F547 M	300
u2mg0403t	continuum	7940	1531	F814 W	600
u2mg0404t	$H\alpha$ + [N II]	6814	877	F675 W	600

is compact and coincides with the nucleus. This is, therefore, a “composite-spectrum object”.

IRAS 03355 + 0104 has been identified by de Grijp et al. (1987) with a galaxy shown to be a Seyfert 2 by de Grijp et al. (1992) who have measured $\lambda 6583/H\alpha = 0.58$, a normal value for such an object; however, Vogel et al. (1993) have found much weaker [N II] lines, with $\lambda 6583/H\alpha = 0.18$. Our red spectrum gives $\lambda 6583/H\alpha = 0.49$, in agreement with de Grijp et al. (1992), and $\lambda 6300/H\alpha = 0.12$, so this object is a Seyfert 2 galaxy. In addition, a weak broad $H\alpha$ component seems to be present, in which case it would be a Seyfert 1.9 galaxy.

IRAS 04210 + 0400 has been identified with a compact blue galaxy with a faint blue, spiral companion (Moorwood et al. 1986). It is associated with a double lobed radio source, $20 - 30 \text{ kpc}$ in size (Beichman et al. 1985; Hill et al. 1988). The galaxy has an apparent spiral structure (Beichman et al.); however, these features are dominated by emission lines, and the galaxy is probably an elliptical (Hill et al. 1988; Steffen et al. 1996).

We have searched the *Hubble Space Telescope* archives and found images obtained with the Wide Field Planetary Camera 2, on January 31, 1995 through medium and broad band filters isolating several emission lines and a line-free continuum. We retrieved and analysed these unpublished images, the *HST* observing log being given in Table 7. The galaxy was imaged on the Planetary Camera, a 800×800 pixels CCD with a readout noise of $\sim 5 \text{ e}^- \text{ pixel}^{-1}$. The pixels size is $15 \times 15 \mu\text{m}$, which corresponds to $0''.0455$ on the sky; the field is $36''.4 \times 36''.4$ (Trauger et al. 1994; Holzman et al. 1995).

Both the $H\alpha$ + [N II] and the [O III] images (after subtraction of the continuum) show a very complex structure with a bright unresolved nucleus, a relatively bright elongated central region extending over $\sim 2''.4$, made of several distinct clouds, and a thin spiral feature with a total extent of about $15''$ (Fig. 2).

The Balmer decrement observed over a $2'' \times 2''$ area centered on the nucleus is relatively large ($H\alpha/H\beta = 5.5$) (Hill et al. 1988), implying a large extinction ($A_V \sim 1.4 \text{ mag}$). We cannot exclude the possibility that the extinction varies over the emission nebulosity; therefore, the ratio $(H\alpha + [N II])/\lambda 5007$, which is approximately equal to $H\alpha/\lambda 5007$ as $[N II]\lambda 6583 \sim 1/3 H\alpha$, cannot be taken as an estimate for the excitation parameter $\lambda 5007/H\beta$. Our entrance aperture ($2''.1 \times 5''.0$), with the slit oriented in the

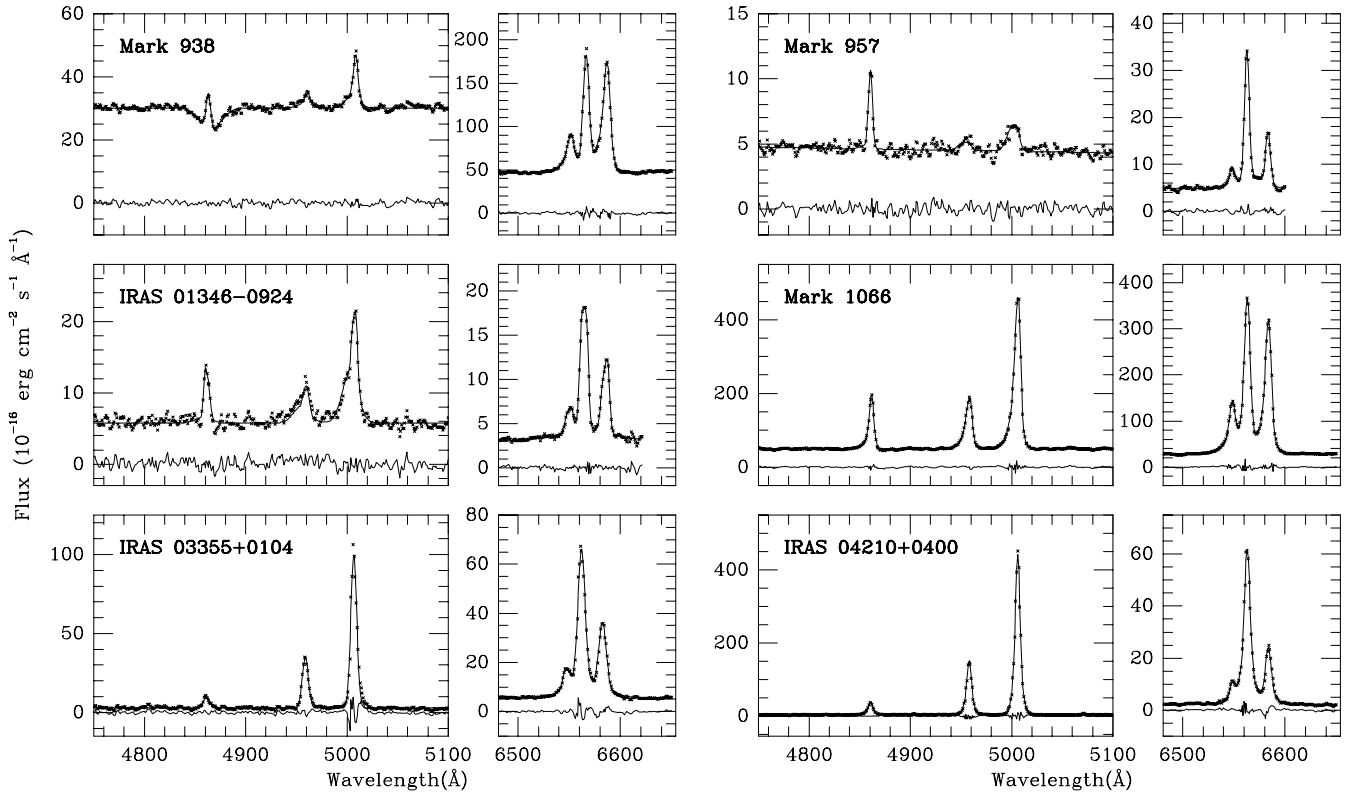


Fig. 1. Blue and red spectra for the 53 galaxies studied in this paper. For 52 of the observed AGNs we present 66 \AA mm^{-1} spectra; in the case of VII Zw 73, we give 33 \AA mm^{-1} spectra. For 4 of the observed objects, only one spectral region is available. All the spectra were de-redshifted to rest wavelengths. The spectral ranges displayed are $\lambda\lambda 4750-5120 \text{ \AA}$ and $\lambda\lambda 6480-6650 \text{ \AA}$. In each frame the data points (small crosses), the best fit (solid line) and the residuals (lower solid line) are shown. For the red spectrum of SBS 1136+594, the individual components of the fit are also given as an example (dotted lines)

E-W direction, basically includes the central point source and the bright central nebosity.

Published nuclear line ratios (Hill et al.) led to the classification of this object as a Seyfert 2 (Beichman et al. 1985; Holloway et al. 1996) although $\lambda 6583/\text{H}\alpha = 0.35$, a low value for this class. The core region shows asymmetric spatial structure with several separate components in velocity and space; there are systematic shifts between peak positions for the different lines (Holloway et al. 1996). Our spectra basically confirm the line ratios obtained in the nuclear region. This is a Seyfert 2 galaxy with abnormally weak [NII] emission lines.

IRAS 04507 + 0358 has been identified with an elliptical galaxy (de Grijp et al. 1987) shown to be a Seyfert 2 by de Grijp et al. (1992) who, however, have measured $\lambda 6583/\text{H}\alpha = 0.28$, a very low value for an object of such a class. Our red spectrum gives $\lambda 6583/\text{H}\alpha = 0.47$ with, perhaps, a weak broad Lorentzian $\text{H}\alpha$ component. Therefore, this is not a “composite-spectrum object”, but rather a Seyfert 2 galaxy or perhaps a Seyfert 1.9, if the broad component is confirmed.

VII Zw 73 has been classified as a Seyfert 2 galaxy by de Grijp et al. (1992) on the basis of its emission line ratios ($\lambda 5007/\text{H}\beta = 3.96$, $\lambda 6583/\text{H}\alpha = 0.56$); however, as in the case of Mark 1066, the [O III] $\lambda 5007$ line is rather weak for a Seyfert 2. Our blue spectrum shows $\text{H}\beta$ to be clearly narrower than the [O III] lines, an indication of the probable “composite” nature of this galaxy. To obtain a good fit to our blue and red spectra, three components are needed. However, two of these components turned out to have similar velocities and widths, making the determination of the line ratios rather uncertain. We therefore re-observed this galaxy with a higher resolution (33 \AA mm^{-1}) in the red on October 29, 1997 and in the blue on October 30. Again three components were needed to fit the spectra, but this time they were clearly identified as corresponding to two Seyfert 2 nebulosities and a H II region.

Mark 622. The line ratios published by Shuder & Osterbrock (1981) show that it is a Seyfert 2 galaxy, although the [O I] $\lambda 6300$ relative flux is too low for such a class ($\lambda 6300/\text{H}\alpha = 0.06$). Furthermore, these authors found that the [O III] lines are much broader ($\text{FWHM} \sim 1050 \text{ km s}^{-1}$) than the $\text{H}\alpha$, [N II] and [O II]

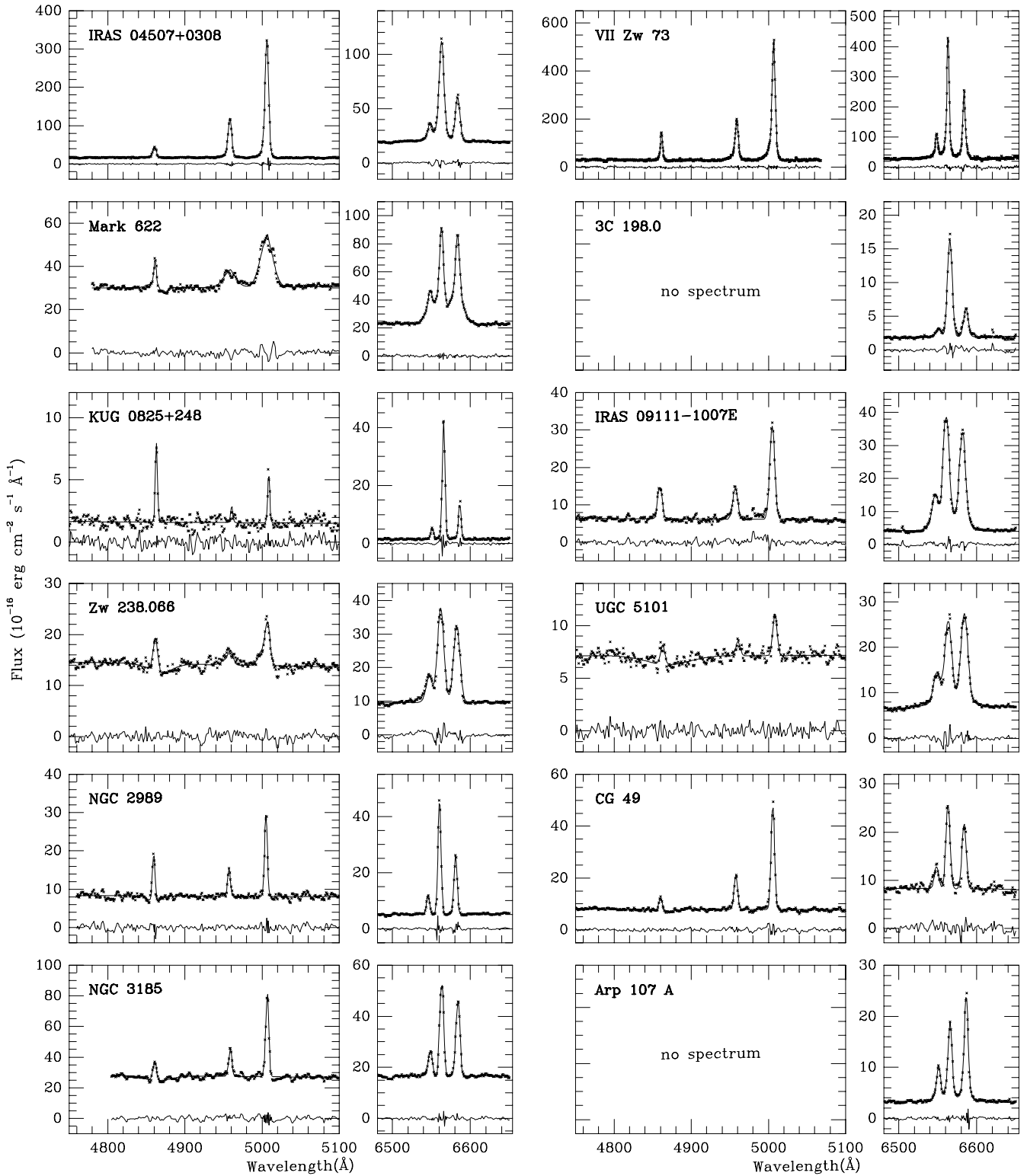


Fig. 1. continued

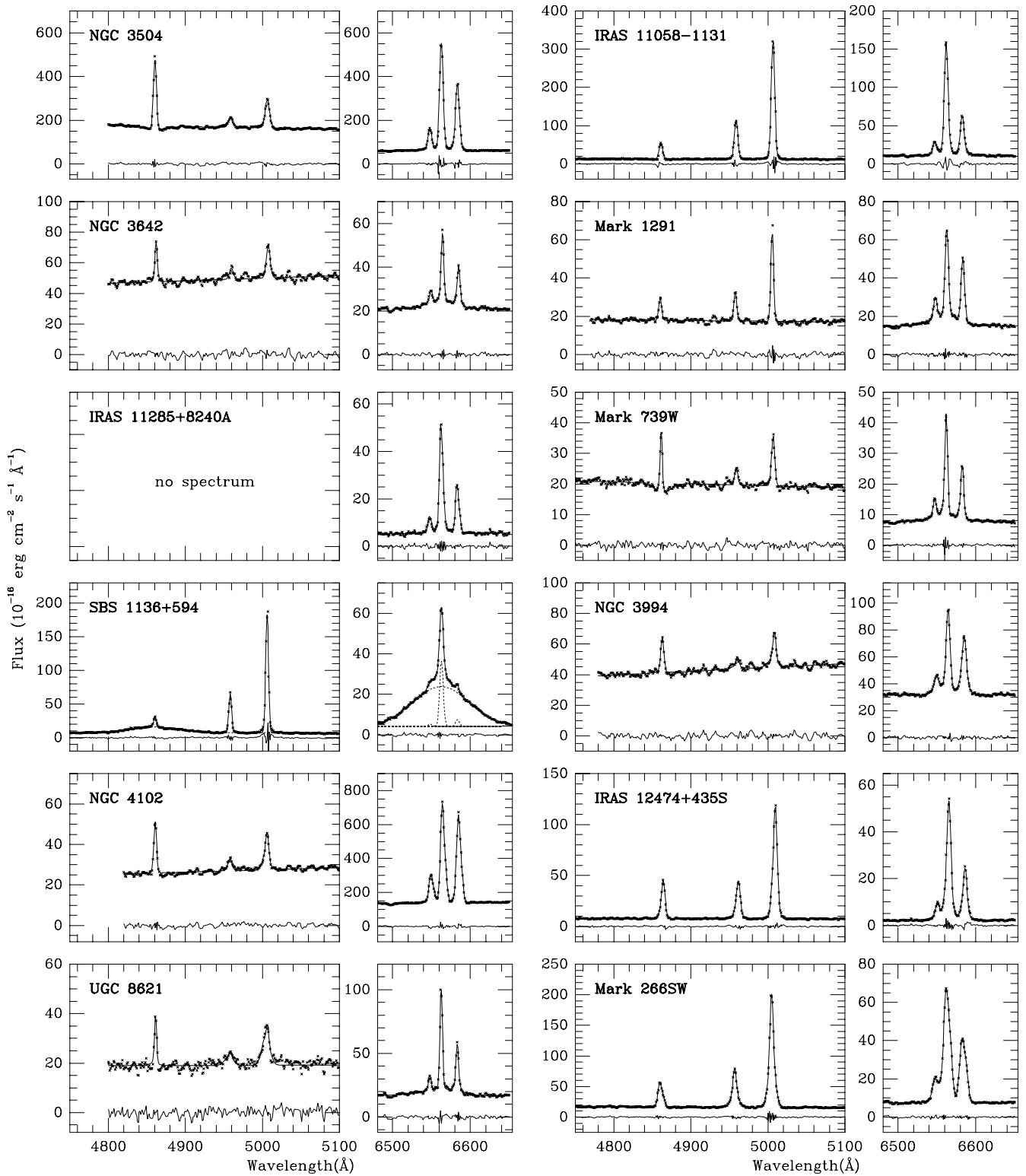


Fig. 1. continued

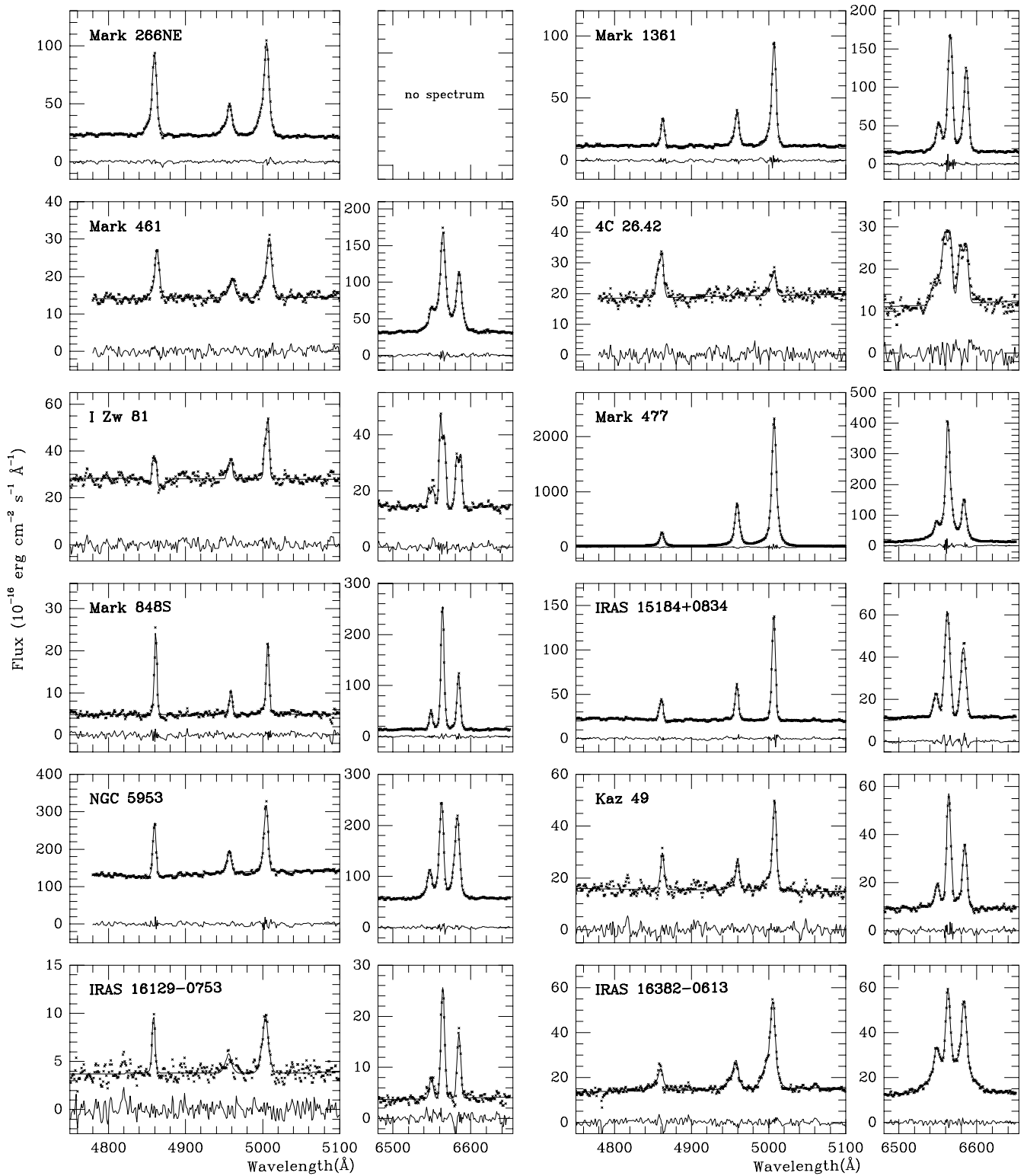


Fig. 1. continued

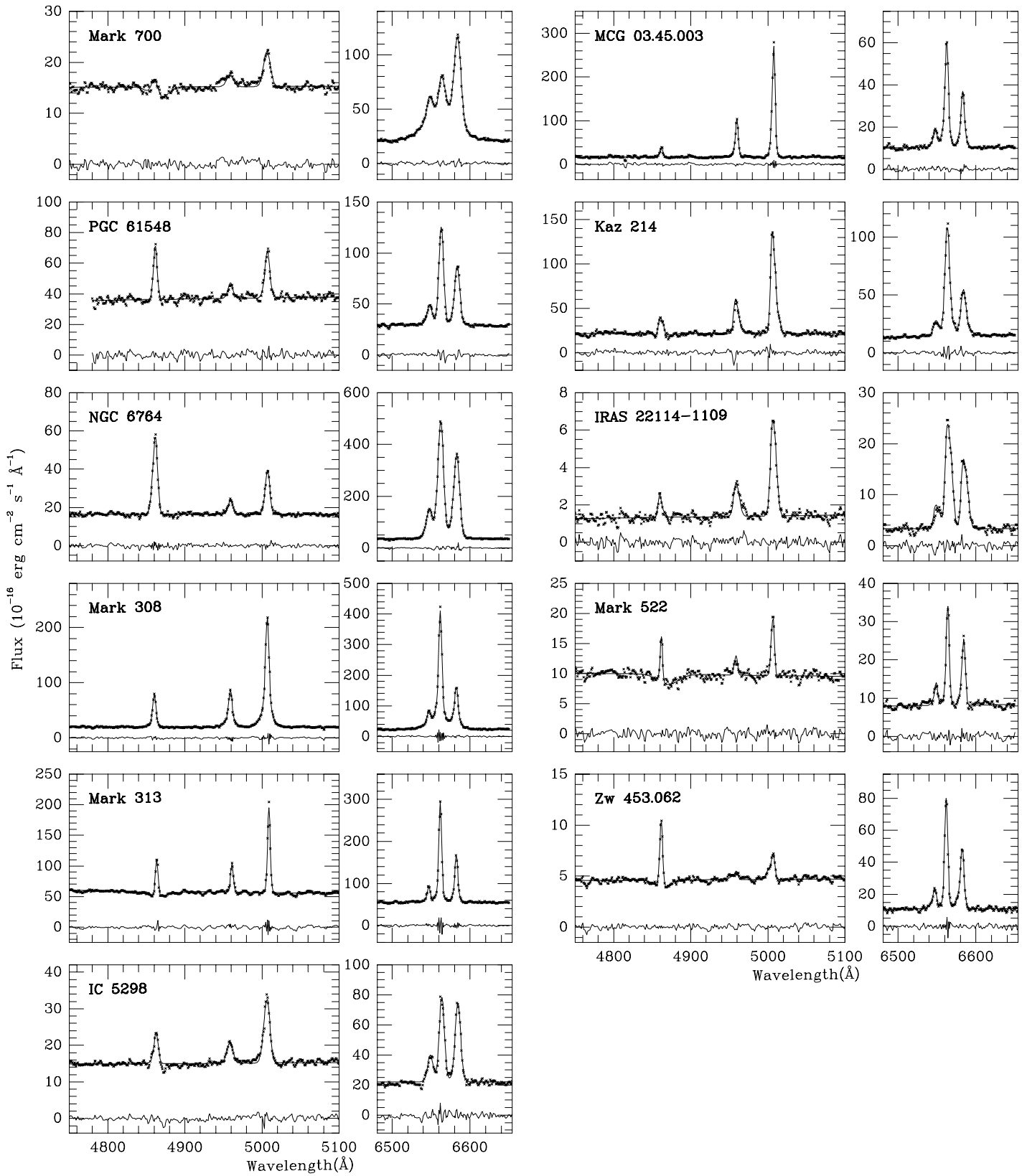


Fig. 1. continued

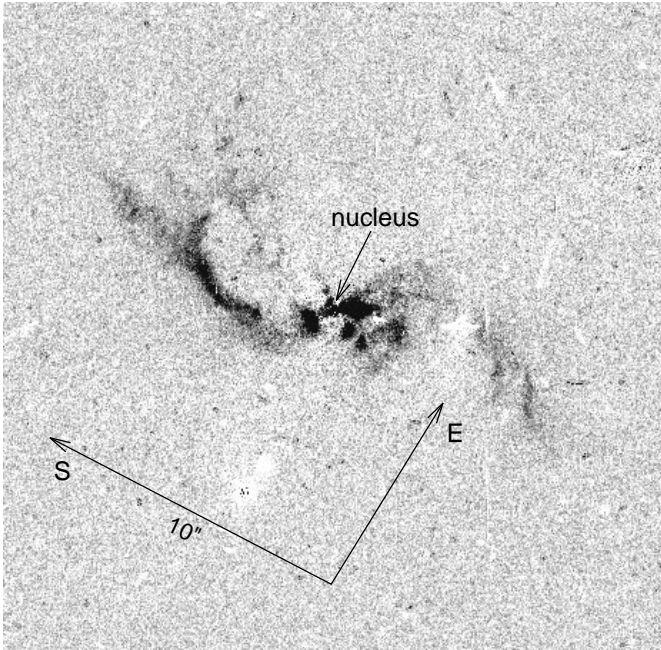


Fig. 2. $H\alpha + [N II]$ *HST* image of IRAS 04210+0400, after removal of the continuum. The nucleus is indicated by an arrow. $10''$, given as a reference on the image, correspond to 13.5 kpc at the distance of the galaxy (assuming $H_0 = 50 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$)

lines ($FWHM \sim 350 \text{ km s}^{-1}$) suggesting the presence of two emission-line regions of different ionization. Wilson & Nath (1990) have shown that, in the nucleus, the $[N II]$ lines are broader than $H\alpha$ ($FWHM = 340 \pm 20$ and $240 \pm 20 \text{ km s}^{-1}$ respectively); moreover, the $[O III]$ image of this object is only slightly resolved, while $\sim 60\%$ of the $H\alpha$ emission comes from an extended component (Mulchaey et al. 1996). Our spectra confirm these results; in fact, two components are needed in order to obtain a good fit: one is representative of a $H II$ region, the other is typical of a Seyfert 2 cloud.

3C 198.0. The line ratios in this elliptical radio galaxy are those of a $H II$ region, as discussed in Paper I. Our measurements are in agreement with the published values: $\lambda 6300/H\alpha = 0.05$ and $\lambda 6583/H\alpha = 0.28$. This is therefore a really puzzling object.

KUG 0825 + 248. The published emission-line relative intensities (Augarde et al. 1994) are typical of a $H II$ region except for the $[O I]$ lines, which are too strong ($\lambda 6300/H\alpha = 0.13$). On our red spectrum, we measured $\lambda 6300/H\alpha = 0.02$. Our values for $\lambda 5007/H\beta$ and $\lambda 6583/H\alpha$ are in agreement with the published values. This object is, therefore, a typical $H II$ region.

IRAS 09111 – 1007 has been identified with the western component of a galaxy pair (Murphy et al. 1996). The eastern component, separated by $40''$, is called IRAS 09111–1007E, although it is probably unrelated to the IR source; it has a “transition” spectrum with $\lambda 5007/H\beta =$

3.94 , $\lambda 6583/H\alpha = 0.74$ and $\lambda 6300/H\alpha = 0.07$ (Duc et al. 1997). Our observations suggest that the spectrum of this object is indeed “composite”, the $[O III]$ lines being broader than $H\beta$. The blue spectrum CCD image clearly shows the $H\beta$ line to be double and spatially resolved. In fact, to obtain a good fit to the $H\alpha + [N II]$ and $H\beta + [O III]$ lines, three components are needed: one with line ratios typical of a Seyfert 2 cloud, and the two others typical of $H II$ regions.

Zw 238.066. On the basis of the published line intensity ratios, Veilleux et al. (1995) have called this object a Liner; however, the $[O I]$ lines are weak ($\lambda 6300/H\alpha = 0.07$). Our observations suggest that it has a “composite” nature. The red spectrum image clearly shows the $H\alpha$ and $[N II]$ lines to be extended, with a low relative intensity of the $[N II]$ lines. The blue spectrum shows that the $[O III]$ lines have a broad blue wing not seen in $H\beta$. We have therefore fitted both the red and blue spectra with three sets of lines. The blue spectrum has a rather poor signal-to-noise ratio which probably explains why the parameters of the blue and red fits (especially the line widths) are not in good agreement; however, the differences of profile of the different lines leave no doubt about the “composite” nature of this spectrum. Indeed, the fits show that the emission-line spectrum is dominated by two $H II$ clouds separated by $\sim 220 \text{ km s}^{-1}$; but there is, in addition, a weak Seyfert 2 nebulosity with relatively broad lines ($\sim 1030 \text{ km s}^{-1} FWHM$).

UGC 5101. This is an ultra-luminous infrared galaxy ($L_{IR} \geq 10^{12} L_{\odot}$); it is a peculiar galaxy with a large ring and a 15 kpc tidal tail extending to the west, which suggests a merger, although no companions are known to this galaxy. It has a single bright nucleus (Sanders et al. 1988). Optical spectra have been published by Sanders et al. who classified it as a Seyfert 1.5 galaxy on the basis of a relatively broad $H\alpha$ line, by Veilleux et al. (1995) and Wu et al. (1998a,b) who called it a Liner, and by Liu & Kennicutt (1995). However, the published line ratios ($\lambda 5007/H\beta = 2.9 - 4.7$, $\lambda 6583/H\alpha = 1.17 - 1.35$, $\lambda 6300/H\alpha = 0.06 - 0.09$) rather indicate a “transition” spectrum. Our red slit spectrum ($PA = 270^\circ$) shows spatially extended narrow emission lines with a steep velocity gradient across the nucleus in addition to broader, spatially unresolved lines in the nucleus itself. We have extracted five columns centered on the nucleus and analysed separately the five spectra. In each case, we have found a narrow component ($FWHM \sim 100 - 150 \text{ km s}^{-1}$) with $\lambda 6583/H\alpha \sim 0.50$ and $\lambda 6300/H\alpha \sim 0.05$, the velocity decreasing from ~ 250 (West) to -120 km s^{-1} (East). On three spectra, we detected relatively broad ($FWHM \sim 500 \text{ km s}^{-1}$) lines, with $\lambda 6583/H\alpha > 1$ and $\lambda 6300/H\alpha < 0.40$. In addition, on the two central spectra, there is a weak, broad ($FWHM \sim 1200 \text{ km s}^{-1}$) $H\alpha$ component. It was not possible to perform such a detailed analysis on the blue spectrum, which has a much lower signal-to-noise ratio due to a large Balmer decre-

ment ($H\alpha/H\beta = 8.3$; Sanders et al. 1988). Nevertheless, we can draw some conclusions: the medium width $H\alpha$ component flux, coadded on the three central columns, represents 24% of the total $H\alpha$ flux on the same three columns (excluding the broad $H\alpha$ component); assuming that the Balmer decrement is the same for the narrow and medium width components, and that the narrow component is a H II region (this component having $\lambda 6583/H\alpha \sim 0.50$, must have $\lambda 5007/H\beta < 2$), we conclude that the intermediate width lines set must have $\lambda 5007/H\beta > 3.5$ and is, therefore, a Seyfert 2 cloud. So, UGC 5101 has a “composite” spectrum with a rather strong starburst component and a Seyfert 1.8 or 1.9 nucleus (we are not able to decide between 1.8 or 1.9 as, because of the rather poor signal-to-noise ratio around $H\beta$, it is not possible to put a significant upper limit to the broad $H\beta$ component flux).

NGC 2989 is a Sc galaxy (Sandage & Bedke 1994). Published data (Table 2) indicate a “transition” spectrum; Phillips et al. (1983) called it a intermediate object, but Véron-Cetty & Véron (1984), on the basis of the same line ratios, classified it as a H II region. Our measured flux ratios ($\lambda 5007/H\beta = 1.70$, $\lambda 6300/H\alpha = 0.04$ and $\lambda 6583/H\alpha = 0.53$) are in good agreement with Phillips et al. and show that this is indeed a pure H II region with, perhaps a marginally large $\lambda 6583/H\alpha$ ratio.

CG 49. This galaxy has been shown to have a Seyfert 2 spectrum by Salzer et al. (1995); however, they have measured a low relative intensity for the [N II] lines ($\lambda 6583/H\alpha = 0.30$) as the redshifted wavelength of [N II] $\lambda 6583$ is 6873 \AA and falls on the atmospheric B band. After correction for this absorption, our spectrum gives $\lambda 6583/H\alpha = 0.80$, a normal value for a Seyfert 2 galaxy.

NGC 3185 is a SBa galaxy (Sandage & Bedke 1994). Its emission-line spectrum is power-law photoionized according to Stauffer (1982). Ho et al. (1997a) called it a Seyfert 2, although the published line ratios indicate a “transition” spectrum. We have fitted the lines with two sets of Gaussian profiles: one system is a H II region; the other corresponds to a Seyfert nebulosity, although the [O I] lines are quite weak ($\lambda 6300/H\alpha = 0.04$).

Arp 107 A is the SW component of an interacting galaxy pair (Arp 1966). It exhibits Seyfert 2 activity and its spectrum shows very strong [N II] lines ($\lambda 6583/H\alpha = 3.0$) according to Keel et al. (1985). Our spectrum shows a more normal value. In fact, the lines have a complex profile which can best be fitted by two sets of Gaussians having different widths, but similar $\lambda 6583/H\alpha$ ratios, namely 1.41 and 1.23.

NGC 3504. This Sb galaxy (Sandage & Bedke 1994) has a “composite” nucleus showing both non-thermal activity and recent star formation, the optical spectrum being dominated by the regions of stellar activity (Keel 1984). Ho et al. (1993a), who published line ratios for this object, suggested that it could be a “transition” between a H II region and a Liner, but Ho et al. (1997a) called it a H II region. Fitting our red spectrum with a single set

of Gaussians does not give a satisfactory fit and indicates the presence of weak broad wings in the [N II] lines; two sets of Gaussians are needed, revealing the presence of a weak Seyfert-like nebulosity with $\lambda 6583/H\alpha = 1.87$. The blue spectrum was also fitted by two sets of Gaussians satisfying, respectively, $\lambda 5007/H\beta = 0.1$ and $\lambda 5007/H\beta = 10$. The NGC 3504 spectrum is therefore “composite” and dominated by a starburst; a weak Seyfert feature is also present. No component showing Liner characteristics was detected in this object.

IRAS 11058 – 1131. In Paper I we concluded, on the basis of a red spectrum, that this object, classified as a Seyfert 2 by various authors (de Grijp et al. 1992; Osterbrock & de Robertis 1985), has weak [N II] lines. Re-analyzing the red spectrum, we have found the possible presence of a weak broad ($FWHM \sim 2100 \text{ km s}^{-1}$) $H\alpha$ component with 24% of the total $H\alpha$ flux. Our blue spectrum confirms that this is indeed an AGN with $\lambda 5007/H\beta = 7.6$ and a relatively strong He II $\lambda 4686$ line ($\lambda 4686/H\beta = 0.18$). Our conclusion is that IRAS 11058–1131 belongs to the relatively rare class of Seyfert 2 galaxies having weak [N II] lines, discussed in Sect. 4.3; other galaxies belonging to this class are UM 85 and 3C 184.1 (Paper I).

NGC 3642 is an Sb galaxy (Sandage & Bedke 1994). It was classified as a Liner by Heckman (1980). Filippenko & Sargent (1985) noted the presence of very narrow emission lines ($FWHM \sim 110 \text{ km s}^{-1}$) superposed on weak, significantly broader components; a weak broad $H\alpha$ component was also detected. Koratkar et al. (1995) confirmed the presence of the broad $H\alpha$ component and called this object a Liner, although their published line ratios rather point to a “transition” spectrum. Our spectra confirm the presence of a broad $H\alpha$ component ($FWHM \sim 2160 \text{ km s}^{-1}$) and show, in addition, that the narrow line spectrum is made of two clouds, one with line ratios typical of a H II region and the other of a Seyfert 2 cloud, this object being, therefore, a “composite”.

Mark 1291. Spectroscopic observations of this barred spiral by Kollatschny et al. (1983) show it to be a “transition object” between Seyfert 2s and H II regions; however, high excitation lines characteristic of Seyfert 2s such as [Fe XIV] $\lambda 5303$ and [Fe X] $\lambda 6374$ are detected. The nuclear emission is compact (González Delgado et al. 1997). Our optical spectra show a weak broad ($FWHM \sim 1950 \text{ km s}^{-1}$) $H\alpha$ component suspected by Kollatschny et al. The narrow lines are well fitted with a single Gaussian profile ($\sim 160 \text{ km s}^{-1}$ $FWHM$). The line ratios are $\lambda 5007/H\beta = 3.84$, $\lambda 6300/H\alpha = 0.04$ and $\lambda 6583/H\alpha = 0.73$ (significantly larger than the published value, 0.48); the classification of this object is therefore ambiguous: it is a Seyfert 2 in the the $\lambda 5007/H\beta$ vs. $\lambda 6583/H\alpha$ diagram and a H II region in the $\lambda 5007/H\beta$ vs. $\lambda 6300/H\alpha$ diagram. It would be of interest to obtain high-resolution, high signal-to-noise spectra of this object to confirm its “transition” nature.

IRAS 11285 + 8240 A has been classified as a Seyfert 2 galaxy by Klaas & Elsasser (1991), with $\lambda 5007/\text{H}\beta = 8.25$ and $\lambda 6583/\text{H}\alpha = 0.46$. Our red spectrum is well fitted by a single set of components with $\lambda 6583/\text{H}\alpha = 0.45$, in excellent agreement with the published value, and $\lambda 6300/\text{H}\alpha = 0.11$. This is another example of Seyfert 2 galaxy with marginally weak [N II] lines.

Mark 739 has a double nucleus (Petrosian et al. 1978). The eastern nucleus has a Seyfert 1 spectrum (Petrosian et al. 1979; Netzer et al. 1987). The western component, Mark 739 W, has a starburst spectrum according to Netzer et al.; however, Rafanelli et al. (1993) have remarked that $\text{H}\beta$ is unresolved with a resolution of 130 km s^{-1} , while the [O III] lines are significantly broader ($\sim 300 \text{ km s}^{-1}$ *FWHM*). Our observations show that this spectrum is indeed “composite” with a Seyfert 2 nucleus and a H II region and, in addition, a weak broad $\text{H}\alpha$ component.

SBS 1136 + 594 is a Seyfert 1.5 galaxy (Markarian et al. 1983; Martel & Osterbrock 1994). The narrow-line spectrum, however, has very weak [N II] lines ($\lambda 6583/\text{H}\alpha = 0.25$; Martel & Osterbrock); this is confirmed by our spectra, with even weaker [N II] lines ($\lambda 6583/\text{H}\alpha = 0.10$). This object belongs to the class of AGNs with very weak [N II] lines discussed in Sect. 4.3. The individual components used to fit the red spectrum of this object are plotted in Fig. 1.

NGC 3994 is an Sbc galaxy (Sandage & Bedke 1994) in a triple system, interacting both with NGC 3991 and NGC 3995. Based on the observed line ratios, Keel et al. (1985) classified it as a Liner; the $\lambda 5007/\text{H}\beta$ and $\lambda 6583/\text{H}\alpha$ values rather suggest a H II region. We found that its spectrum is “composite”, the main contribution to the Balmer lines coming from a starburst. The relative strength of the [O I] lines is large in the other component ($\lambda 6300/\text{H}\alpha = 0.53$), suggesting that it is a Liner.

NGC 4102 is a Sb galaxy (Sandage & Bedke 1994). For Ho et al. (1997a) it is a H II region, although its UV spectrum does not resemble that of a starburst galaxy (Kinney et al. 1993). The spectrum published by Ho et al. (1995) rather indicates a “transition object”. Our blue spectrum shows a $\text{H}\beta$ line obviously narrower than the [O III] lines, indicating that the spectrum is “composite”. The blue spectrum was fitted with two sets of three Gaussians. The broadest $\text{H}\beta$ profile in the fit contains 7% of the total $\text{H}\beta$ flux. The red spectrum having a very high signal-to-noise ratio, we needed three sets of three Gaussians to get a good fit; we forced one set to have the same width as the broadest set in the blue fit. The fitting analysis gives two strong narrow components and a weak broad one, containing $\sim 5\%$ of the total $\text{H}\alpha$ flux and having $\lambda 6583/\text{H}\alpha = 1.57$. There was no need to use two narrow components to fit the $\text{H}\beta$ line, as the spectrum was taken under poor transparency conditions and its signal-to-noise ratio is much lower. Our conclusion is that the nucleus of NGC 4102 is dominated by a starburst, but that a weak Seyfert 2 com-

ponent is present and detected mainly by the broadening of the [O III] lines.

IRAS 12474 + 4345 S. For de Grijp et al. (1992), this object is a H II region; however, the published $\lambda 5007/\text{H}\beta$ line ratio (2.93) is slightly high for the corresponding $\lambda 6583/\text{H}\alpha$ ratio (0.42). Fitting our spectra with a single set of lines gives an unsatisfactory result, while the solution with two sets of lines is acceptable, with small residuals. One set of lines corresponds to a H II region, while the other has $\lambda 5007/\text{H}\beta = 4.43$, $\lambda 6300/\text{H}\alpha = 0.03$ and $\lambda 6583/\text{H}\alpha = 0.40$; these values are intermediate between those corresponding to H II regions and Seyfert 2 nebularities. Moreover, the He II $\lambda 4686$ line is detected with $\lambda 4686/\text{H}\beta = 0.17$, if all the He II flux is attributed to the “transition” component. We are unable to conclude concerning the nature of this second component.

UGC 8621 is a Seyfert 1.8 galaxy according to Osterbrock & Martel (1993). Our blue spectrum shows the $\text{H}\beta$ line to be much narrower ($< 80 \text{ km s}^{-1}$) than the [O III] lines ($\sim 665 \text{ km s}^{-1}$), but no evidence of a broad component. To account for the different widths observed, we fitted the blue spectrum with two sets of lines; for the narrow component, we found $\lambda 5007/\text{H}\beta = 0.28$, while we have forced the broader component to have $\lambda 5007/\text{H}\beta = 10$. We fitted the red spectrum with two sets of three Gaussians, imposing to one of them to have the same width as the broader [O III] component; an additional Gaussian was added to fit the broad $\text{H}\alpha$ wings. We find no trace of [O I] emission ($\lambda 6300/\text{H}\alpha \leq 0.01$) for the narrow component and $\lambda 6300/\text{H}\alpha < 0.3$ for the Seyfert cloud. This is a “composite object”, with a relatively strong H II region and a weak Seyfert 1.9 nebulaosity.

Mark 266 is a merging system with two nuclei separated by $10''$ (Hutchings & Neff 1988; Wang et al. 1997). It is a Luminous Infrared Galaxy (LIG), i.e., $10^{11.2} < L_{\text{IR}} < 10^{12} L_{\odot}$ (Goldader et al. 1997). Line intensity ratios in the two nuclei have been measured by Osterbrock & Dahari (1983); Veilleux & Osterbrock (1987); Mazzarella & Boroson (1993); Osterbrock & Martel (1993) and Kim et al. (1995); all these measurements are in good agreement, if we make the assumption that Kim et al. have inverted the NE and SW components. On the basis of these line ratios, Mark 266 SW has been classified as a Seyfert 2 by Mazzarella & Boroson, Kim et al. and Wu et al. (1998b), and as a “marginal” Seyfert 2 by Osterbrock & Dahari, while Mark 266 NE has been called a Liner by Mazzarella & Boroson, Kim et al. and Wu et al., and a “narrow emission-line galaxy” (NELG) by Osterbrock & Dahari and Veilleux & Osterbrock. NELGs, for these authors, are emission-line galaxies that may be either Liners or H II regions. For Mark 266 NE, we have only a blue spectrum which, by simple visual inspection, shows quite different $\text{H}\beta$ and [O III] line profiles. Our line profile analysis reveals two clouds, one with narrow lines (*FWHM* $\sim 300 \text{ km s}^{-1}$) and $\lambda 5007/\text{H}\beta = 0.96$, the other with broader lines (*FWHM* $\sim 1000 \text{ km s}^{-1}$) and

$\lambda 5007/H\beta = 2.2$ and containing 37% of the total $H\beta$ flux. The published value of the intensity ratio $\lambda 6300/H\alpha$ is 0.15. If the narrow component is associated with a H II region, it contributes in a small amount to the observed [O I] $\lambda 6300$ flux and therefore the $\lambda 6300/H\alpha$ ratio for the broader component is likely to be significantly larger than 0.12, which means that this component could be a Liner. We have fitted the blue spectrum of Mark 266 SW with three sets of Gaussians: one of them corresponds, most probably, to a H II region with narrow lines (295 km s^{-1} $FWHM$) and $\lambda 5007/H\beta = 0.36$; the two other sets have widths of 200 and 600 km s^{-1} and $\lambda 5007/H\beta = 3.7$ and 13.3, respectively. We also fitted the red spectrum with three sets of Gaussians, forcing, in addition, one of the sets to have a width of 600 km s^{-1} . The result is a set of narrow lines with $\lambda 6583/H\alpha = 0.58$ corresponding to the narrow blue lines, confirming that this system is indeed coming from a H II region. The set having the broadest lines has intensity ratios typical of a Seyfert cloud. The third set, with $\lambda 5007/H\beta = 3.65$ and $\lambda 6583/H\alpha = 0.58$, has still an intermediate spectrum.

Mark 1361 was called a Seyfert 2 galaxy by Kim et al. (1995). Our analysis of a red spectrum (Paper I) led to the conclusion that it is a “composite object”. Our blue spectrum confirms this result. Three sets of three components were needed to get a good fit. In one set we had to impose $\lambda 5007/H\beta = 10$, in another $\lambda 5007/H\beta = 0.1$. The best fit resulted in a narrow set of lines with very weak [O III] lines and two sets of lines with strong [O III] contribution. We then re-analyzed the red spectrum using three sets of three lines; we had to add a weak broad $H\alpha$ component ($FWHM \sim 2400 \text{ km s}^{-1}$, with $\sim 10\%$ of the total $H\alpha$ flux) in order to obtain a good fit. For the narrowest set of three lines, we found $\lambda 6583/H\alpha = 0.54$, for the other two, 0.66 and 1.04 respectively. The conclusion is that Mark 1361 has a “composite” spectrum with a H II cloud contributing half of the $H\beta$ line and a Seyfert 2 nebulosity with complex line profiles (two Gaussians were needed for the fit). If the presence of the broad $H\alpha$ component is confirmed, this object could be a Seyfert 1.9 galaxy.

Mark 461 is a Seyfert 2 galaxy according to Huchra & Burg (1992); however, Cruz-González et al. (1994) have measured $\lambda 5007/H\beta = 1.13$. The emission is concentrated in the nuclear region (González Delgado et al. 1997). No other line ratios have been published for this object. The $H\beta$ and [O III] lines obviously do not have the same profile. To get a good fit, two sets of lines were necessary. The object is “composite”, one component being a H II region and the other probably a Seyfert 2 nucleus.

4C 26.42. This object has been identified with a cD galaxy, MCG 05.33.005 (Carswell & Wills 1967; Olsen 1970; Merkelijn 1972), the brightest member of Abell 1975 (Parma et al. 1986; Pilkington 1964); it is a FR I, Z-shaped radio source (van Breugel et al. 1984; Ge & Owen 1993). Emission lines have been detected in the nuclear region,

with $\lambda 5007/H\beta = 0.4$, $\lambda 6583/H\alpha = 0.8$ and $\lambda 6300/H\alpha = 0.2$ (Anton 1993). These values are similar to the ones usually observed in Liners, but for the low [O III] $\lambda 5007$ line intensity. Examination of the red spectrum shows that the lines are obviously double. Fitting the lines with two sets of components revealed two clouds with a velocity difference of $\sim 330 \text{ km s}^{-1}$. Their line ratios are very similar and typical of Liners with exceptionally weak [O III] lines.

I Zw 81. Koski (1978) observed narrow ($FWHM = 225 \pm 200 \text{ km s}^{-1}$) emission lines in this galaxy, with $\lambda 5007/H\beta = 3.14$, $\lambda 6583/H\alpha = 0.67$ and $\lambda 6300/H\alpha = 0.07$; the narrowness of the emission lines and the relative weakness of the [O III] lines led him to conclude that this is not a Seyfert galaxy, but rather a “transition” case between a H II galaxy and a Seyfert 2. Shuder & Osterbrock (1981) and Veilleux & Osterbrock (1987) called it a narrow-line Seyfert. Our red spectrum shows the lines to be double with a separation of 220 km s^{-1} . Fitting both the red and blue spectra with two sets of three Gaussians, we found $\lambda 5007/H\beta = 2.05$ (1.41) and $\lambda 6583/H\alpha = 0.78$ (0.56) for the high (low) velocity clouds. In both cases, the [O I] lines are undetected with $\lambda 6300/H\alpha < 0.04$. The two clouds are most probably H II regions.

Mark 477. This object was discussed in Paper I, where we concluded from the published data and the analysis of a red spectrum that its nature was unclear. Heckman et al. (1997) have argued that the observed UV through near-IR continuum in the nucleus of Mark 477 is dominated by light from a starburst. The narrow Balmer emission lines would then be excited by ionizing radiation from both the hidden Seyfert 1 nucleus and from the hot stars in the starburst. We have re-analyzed our old red spectrum together with our new blue spectrum. Three sets of components were needed to fit these very high signal-to-noise data. The three line-systems are typical of Seyfert 2s, although two have relatively weak [N II] intensities, with $\lambda 6583/H\alpha = 0.31$ and 0.38, respectively. We found no evidence for the presence of broad Balmer components.

Mark 848 S is a LIG (Goldader et al. 1997) belonging to a pair of interacting galaxies (Armus et al. 1990). The northern galaxy is a H II region (Wu et al. 1998a,b); the southern component has been called a Liner (Mazzarella & Boroson 1993; Veilleux et al. 1995), though its line ratios (Kim et al. 1995) are ambiguous, the [O I] $\lambda 6300$ line being rather weak for a Liner. The line profile analysis of our spectra shows it to be a “composite object” with two distinct emission-line clouds: a narrow one ($FWHM \sim 140 \text{ km s}^{-1}$, with $\lambda 5007/H\beta = 0.83$, $\lambda 6583/H\alpha = 0.43$ and $\lambda 6300/H\alpha = 0.03$), identified with a H II region, and a somewhat broader one ($FWHM \sim 580 \text{ km s}^{-1}$), with line ratios typical of a Seyfert 2 ($\lambda 5007/H\beta = 4.20$, $\lambda 6583/H\alpha = 0.71$ and $\lambda 6300/H\alpha = 0.14$).

IRAS 15184 + 0834. De Grijp et al. (1992) called this object a Seyfert 2; however they found relatively weak [N II] lines ($\lambda 6583/H\alpha = 0.42$). Our spectra show that the

[N II] lines are significantly stronger than the published values. A reasonable fit is obtained with two sets of components: one is a H II region; the other could be a Seyfert 2, although the [O I] lines are relatively weak.

NGC 5953 is a peculiar S0 (Rampazzo et al. 1995) or Sa (González Delgado & Pérez 1996) galaxy interacting with NGC 5954 (Arp 1966). It has a Seyfert 2 nucleus (Rafanelli et al. 1990; González Delgado & Pérez) surrounded by a ring of star formation with a radius of $\sim 4''$ (González Delgado & Pérez). Rafanelli et al. and González Delgado & Pérez studied this object using a slit width of $2''.0$ and $1''.5$ respectively. The seeing was $\sim 1''$ during González Delgado & Pérez' observations, while it was not specified by Rafanelli et al. who, however, easily separated the galaxy nucleus from a star located $3''$ away. We may reasonably assume that, in both cases, the nuclear spectrum corresponds to a $2''.0 \times 2''.0$, or smaller, aperture. The line ratios given by these authors (see Table 2) are typical of a Seyfert 2 region, although [O I] $\lambda 6300$ may be somewhat weak for this type of objects; but as stressed before, we cannot exclude some contamination by the circumstellar emission region. Both Keel et al. (1985) and Kim et al. (1995) have observed the NGC 5953 nuclear region with a relatively large aperture: Keel et al. used a $\phi = 4''.7$ circular aperture, while Kim et al. used a long $2'' \times 14''$ slit. It is clear that these two large aperture spectra must contain a significant contribution from the circumstellar emission region and, indeed, the published line intensity ratios are those of “transition” spectra. We used a $2''.1$ slit and the seeing was $2''.6$; we extracted 7 columns, i.e., $7''.6$, so some contamination from the circumstellar emission region was expected. Effectively, by doing the line profile fitting analysis, we were able to identify two components of different line widths and strengths, one of which can be associated with a H II region ($\lambda 5007/\text{H}\beta = 0.55$, $\lambda 6583/\text{H}\alpha = 0.60$, $\lambda 6300/\text{H}\alpha = 0.03$ and $FWHM \sim 200 \text{ km s}^{-1}$); the other component, broader ($FWHM \sim 400 \text{ km s}^{-1}$), reveals the presence of a Seyfert 2 nebosity, the measured line intensities being: $\lambda 6583/\text{H}\alpha = 1.96$ and $\lambda 6300/\text{H}\alpha = 0.18$, with $\lambda 5007/\text{H}\beta$ fixed to 10. Lines of [Fe II] $\lambda 4659$ and [Fe VII] $\lambda 5158$ are clearly visible in the blue spectrum. A very weak broad H α line is possibly detected, which would qualify NGC 5953 as a Seyfert 1.9 galaxy.

Kaz 49 has been classified as a Seyfert 1 by Yegiazarian & Khachikian (1988), as a Seyfert 1.9 by Moran et al. (1994), who have detected a weak broad H α component ($FWHM = 1150 \text{ km s}^{-1}$), and as a H II region by Boller et al. (1994). The latter classification was based on measured line ratios ($\lambda 5007/\text{H}\beta = 2.58$, $\lambda 6583/\text{H}\alpha = 0.56$, $\lambda 6300/\text{H}\alpha = 0.025$) that rather point to a “transition” spectrum. The line profile analysis of our spectra shows a strong H II region ($\lambda 5007/\text{H}\beta = 2.21$, $\lambda 6300/\text{H}\alpha = 0.05$, $\lambda 6583/\text{H}\alpha = 0.55$) and a weak Seyfert 2 component for which we have fixed $\lambda 5007/\text{H}\beta = 10$. There is no evidence for the presence of a broad H α component; however, the

blended weak H α and [N II] components, each having a $FWHM \sim 880 \text{ km s}^{-1}$ may be easily mistaken for a broad H α line.

IRAS 16129 – 0753 has been classified as a possible Liner by de Grijp et al. (1992) on the basis of the measured line intensity ratios ($\lambda 5007/\text{H}\beta = 2.03$, $\lambda 6583/\text{H}\alpha = 0.64$), although [O I] $\lambda 6300$ was very weak. The line fitting analysis of our blue spectrum shows this object to be “composite”. The red spectrum, which has a relatively low signal-to-noise ratio, is well fitted by a single set of lines corresponding to the H II region; the Seyfert component is undetected.

IRAS 16382 – 0613 has been called a Seyfert 2 by Agüero et al. (1995) and a possible Seyfert 2 by de Grijp et al. (1992); however, the [O I] $\lambda 6300$ line is marginally weak for a Seyfert 2, with $\lambda 6300/\text{H}\alpha = 0.09$ (Agüero et al.). The line profiles on the blue spectrum are obviously complex. Fitting these lines with two sets of Gaussians reveals a narrow component ($FWHM \sim 350 \text{ km s}^{-1}$) with $\lambda 5007/\text{H}\beta = 3.94$, and a broader component ($FWHM \sim 1160 \text{ km s}^{-1}$) with $\lambda 5007/\text{H}\beta = 4.06$. The red spectrum fit gives a solution compatible with the blue solution plus a broad Balmer line ($FWHM \sim 5000 \text{ km s}^{-1}$). The two components have strong [N II] lines, but the [O I] lines are weak. For the broadest set of lines, we find $\lambda 6300/\text{H}\alpha < 0.12$, compatible with a Seyfert 2 nebosity; however, the narrow component has $\lambda 6300/\text{H}\alpha < 0.03$ and seems therefore to have a genuine “transition” spectrum.

Mark 700 was called a Seyfert 1 galaxy by Denisjuk et al. (1976), who found a broad H α component. For Koski (1978), it is a weak-lined Seyfert galaxy with Balmer absorption lines, very similar to “normal” emission-line galaxies. Ferland & Netzer (1983) included it in a Liner list, on the basis of the intensity ratios published by Koski. Our observations show that this object is, indeed, a Liner; the broad H α component seen by Denisjuk et al. is confirmed.

MCG 03.45.003. The [N II] lines measured by de Grijp et al. (1992) are rather weak for a Seyfert 2 galaxy ($\lambda 6583/\text{H}\alpha = 0.42$) and, on the basis of a red spectrum, we concluded in Paper I that this object could have a “composite” spectrum. Our analysis of both the blue and red spectra show that two kinematically distinct clouds are present in this object, both of them having Seyfert 2 characteristics.

PGC 61548. The red spectrum is “composite” and confirms the result presented in Paper I. The line profile analysis reveals the presence of both a H II region ($\lambda 5007/\text{H}\beta = 0.41$, $\lambda 6583/\text{H}\alpha = 0.50$, $\lambda 6300/\text{H}\alpha = 0.04$, $FWHM \sim 250 \text{ km s}^{-1}$) and a Seyfert 2 nebosity ($\lambda 5007/\text{H}\beta$ fixed to 10.0, $\lambda 6583/\text{H}\alpha \sim 3.9$, $\lambda 6300/\text{H}\alpha \sim 0.5$ and $FWHM \sim 570 \text{ km s}^{-1}$).

Kaz 214 is a Seyfert 2 galaxy for de Grijp et al. (1992), with $\lambda 5007/\text{H}\beta = 5.23$ and $\lambda 6583/\text{H}\alpha = 0.39$; however, the [N II] lines are weak for a Seyfert 2. On our red exposure, the slit position angle was $\text{PA} = 139^\circ$. By simple

visual inspection of the CCD image, we see that the lines are double: in one of the line-systems the lines are spatially extended and narrow, with relatively weak [N II]; in the other, the lines are spatially unresolved, but relatively broad, and [N II] is stronger. The spectrum is obviously “composite” with a H II region and a Seyfert component. However, when analysing the spectrum obtained by extracting three columns centered on the nucleus, we were unable to get a satisfactory fit confirming the visual impression. We then extracted individually seven columns (numbered 1 to 7, from SE to NW) containing obvious emission lines; the continuum was brightest in Cols. 4 and 5. Columns 1, 2 and 7 were fitted with a single set of lines, while for Cols. 3 to 6, two sets of lines were necessary. We have made the assumption that the Seyfert component is really spatially unresolved and, consequently, forced the redshift, width and the $\lambda 6583/\text{H}\alpha$ ratio of this component to be the same on all columns (that is, 120 km s^{-1} , 525 km s^{-1} *FWHM* and 0.60, respectively), the only free parameter being the $\text{H}\alpha$ intensity. In addition to this Seyfert component, we have found, on all columns, a narrow component with relatively weak [N II] lines; the velocity of this narrow component increases from -25 km s^{-1} to 140 km s^{-1} from Cols. 1 to 7. The blue spectrum was taken with the slit oriented N-S. As the seeing was rather poor, seven columns were added together when extracting the spectrum. The best fit was obtained with three sets of lines: for one of them, we forced $\lambda 5007/\text{H}\beta = 10$ (this turns to be the broadest component); the two other sets have narrow lines, with moderate $\lambda 5007/\text{H}\beta$ ratios. We therefore conclude that Kaz 214 has a “composite” spectrum. But this example shows that it may not be possible to show that a “transition” spectrum is a “composite” spectrum when the spatial resolution is insufficient, this being due to the large velocity dispersion gradient sometimes present in the nuclear region which broadens the lines.

NGC 6764 has been called a Seyfert 2 galaxy by Rubin et al. (1975), in spite of $\text{H}\beta$ being stronger than $[\text{O III}]\lambda 5007$; this classification was based on the width of the $\text{H}\alpha$ and [N II] lines ($\sim 750 \text{ km s}^{-1}$) but Wilson & Nath (1990) found these lines to be much narrower ($\sim 380 \text{ km s}^{-1}$ *FWHM*). Koski (1978) noticed the presence of weak H I absorption lines and, from the line intensity ratios, concluded that it was very much like “normal” galaxies, while for Shuder & Osterbrock (1981), it is not a Seyfert 2. Using the line ratios published by Koski (1978); Ferland & Netzer (1983) classified it as a Liner. Osterbrock & Cohen (1982) have detected in the spectra of this object the $\lambda 4650$ Wolf-Rayet emission feature. For Ashby et al. (1992), it is a starburst galaxy. Line profile fitting of our spectra revealed the “composite” nature of this object. Two systems were identified: a narrow one ($FWHM = 325 \text{ km s}^{-1}$) with line ratios compatible with those usually observed in H II regions ($\lambda 5007/\text{H}\beta = 0.62$, $\lambda 6583/\text{H}\alpha = 0.65$ and $\lambda 6300/\text{H}\alpha = 0.04$) and a broader

system ($FWHM = 480 \text{ km s}^{-1}$) with line ratios similar to those of Liners ($\lambda 5007/\text{H}\beta = 0.44$, $\lambda 6583/\text{H}\alpha = 0.96$ and $\lambda 6300/\text{H}\alpha = 0.14$). This is, therefore, a “composite object”.

IRAS 22114 – 1109 was classified a Seyfert 2 by Veilleux et al. (1995); however, the $[\text{O III}]$ lines are relatively weak for this type of objects ($\lambda 5007/\text{H}\beta = 4.22$; Kim et al. 1995). A line profile analysis was performed on the red and blue spectra. The measured line intensities and widths are compatible with the simultaneous presence on the slit of both a H II region ($\lambda 5007/\text{H}\beta = 1.33$, $\lambda 6583/\text{H}\alpha = 0.70$, $\lambda 6300/\text{H}\alpha < 0.07$ and $FWHM = 185 \text{ km s}^{-1}$) and a Seyfert 2 nebulosity ($\lambda 5007/\text{H}\beta$ fixed to 10.0, $\lambda 6583/\text{H}\alpha = 0.60$, $\lambda 6300/\text{H}\alpha = 0.12$ and $FWHM = 415 \text{ km s}^{-1}$), so this is another example of a “composite-spectrum object”.

Mark 308 was called a Seyfert 2 galaxy by Popov & Khachikian (1980) and Zamorano et al. (1994); Véron-Cetty & Véron (1986a) classified it as a H II region, although the published line ratios (Table 2) are unlikely for either classes. The analysis of our blue spectrum (Paper I) showed this object to be “composite” with one narrow component with weak $[\text{O III}]$ lines and two broader components with strong $[\text{O III}]$ lines; the analysis of our red spectrum confirms this result, the narrow system ($FWHM \sim 155 \text{ km s}^{-1}$) being typical of a H II region (with $\lambda 5007/\text{H}\beta$ fixed to 0.1, $\lambda 6583/\text{H}\alpha = 0.30$ and $\lambda 6300/\text{H}\alpha = 0.06$) and the two broader line-sets ($FWHM$ s ~ 325 and 1045 km s^{-1} , respectively) of Seyfert-like clouds. Moreover, we have detected a weak broad (1725 km s^{-1} *FWHM*) $\text{H}\alpha$ component containing $\sim 7\%$ of the total $\text{H}\alpha$ flux. The companion galaxy, KUG 2239+200 A, at $z = 0.024$ (Keel & van Soest 1992) and located $53''$ NE of Mark 308, has a H II-like emission-line spectrum.

Mark 522 is a Seyfert 2 galaxy according to Veilleux & Osterbrock (1987); however, the $[\text{O III}]$ and $[\text{O I}]$ lines are relatively weak ($\lambda 5007/\text{H}\beta = 3.23$, $\lambda 6300/\text{H}\alpha = 0.07$). Our observations show this object to be “composite”, with two different line systems: one, “narrow” ($FWHM \sim 100 \text{ km s}^{-1}$), typical of a H II region ($\lambda 5007/\text{H}\beta = 0.63$, $\lambda 6583/\text{H}\alpha = 0.53$ and $\lambda 6300/\text{H}\alpha < 0.04$), the other, somewhat broader ($FWHM \sim 240 \text{ km s}^{-1}$), associated with a Seyfert 2 nebulosity ($\lambda 5007/\text{H}\beta = 7.87$, $\lambda 6583/\text{H}\alpha = 1.50$ and $\lambda 6300/\text{H}\alpha < 0.2$).

Mark 313 is a Seyfert 2 galaxy according to Osterbrock & Pogge (1987) (with $\lambda 5007/\text{H}\beta = 3.52$, $\lambda 6583/\text{H}\alpha = 0.52$ and $\lambda 6300/\text{H}\alpha = 0.10$), and Moran et al. (1996); the $[\text{O III}]$ lines are relatively weak for a Seyfert 2. Images in $[\text{O III}]$ and $\text{H}\alpha + [\text{N II}]$ show a very complex structure, with high excitation gas restricted to a symmetric, linear feature (Mulchaey et al. 1996). From a two-component Gaussian fitting of high-dispersion spectra of the nucleus of this object, Maehara & Noguchi (1988) concluded that it is a “composite object” with a H II region and a Liner nebulosity. Line profile analysis of our spectra reveals the

contribution of two different line-emitting regions: one, with $\lambda 5007/\text{H}\beta = 2.29$, $\lambda 6583/\text{H}\alpha = 0.44$, $\lambda 6300/\text{H}\alpha = 0.10$ and narrow width (135 km s^{-1} $FWHM$), is typical of a H II region; the other, much weaker, is not detected in the blue and its line ratios are $\lambda 6583/\text{H}\alpha = 0.71$ and $\lambda 6300/\text{H}\alpha = 0.28$; it could be either a Seyfert 2 or a Liner, depending on the $\lambda 5007/\text{H}\beta$ ratio.

Zw 453.062 is a LIG (Goldader et al. 1997); it was called a Liner by Veilleux et al. (1995) on the basis of the measured emission line ratios, while Wu et al. (1998a,b) found its properties to be intermediate between H II regions and Liners, although the [O I] lines are very weak. Our spectra suggest that it is a “composite object”, one component being a Seyfert 2 nebulosity and the other a H II region.

IC 5298 is a LIG (Goldader et al. 1997). Wu et al. (1998a,b) found that its properties are intermediate between H II regions and Liners; it was classified as a Seyfert 2 by Veilleux et al. (1995) although the [O I] lines are rather weak ($\lambda 6300/\text{H}\alpha = 0.05$). Our observations suggest that the spectrum is “composite”, being dominated by a H II region.

3. Results

In Fig. 3 we have plotted the $FWHM$ s (corrected for the instrumental broadening) of each individual component, i.e. of each set of lines used to fit the blue and red spectra, as listed in Table 6 (Cols. 5 and 10, respectively). The good correlation found between the blue and red $FWHM$ s gives confidence in the fitting analysis.

Figure 4 shows the $\log(\lambda 5007/\text{H}\beta)$ vs. $\log(\lambda 6583/\text{H}\alpha)$ and $\log(\lambda 5007/\text{H}\beta)$ vs. $\log(\lambda 6300/\text{H}\alpha)$ diagrams traditionally used to classify nuclear emission-line regions into H II regions, Liners or Seyfert 2s. We have delimited in the two diagrams three regions, each corresponding to one of these classes. In Figs. 4a and 4b we have plotted all objects for which line ratios are available in the literature and which are unambiguously classified as H II regions (crosses), Seyfert 2s (open circles) or Liners (open squares); we have also plotted the 61 observed objects suspected of having a “transition” spectrum (filled circles): they fall, at least in one of the diagrams, in a “zone of avoidance”, i.e. outside the regions arbitrary assigned to the classical emission-line regions. In Figs. 4c and 4d, which are the same as 4a and 4b respectively, we have plotted the individual components used to fit the spectra, as given in Table 6.

It is apparent that most of the “transition objects” belong to one of the three following categories:

1. A few objects fall into the “zones of avoidance” only because they have inaccurate published line ratios, appearing to be “normal” when more accurate measurements are obtained; this is the case, for instance, for

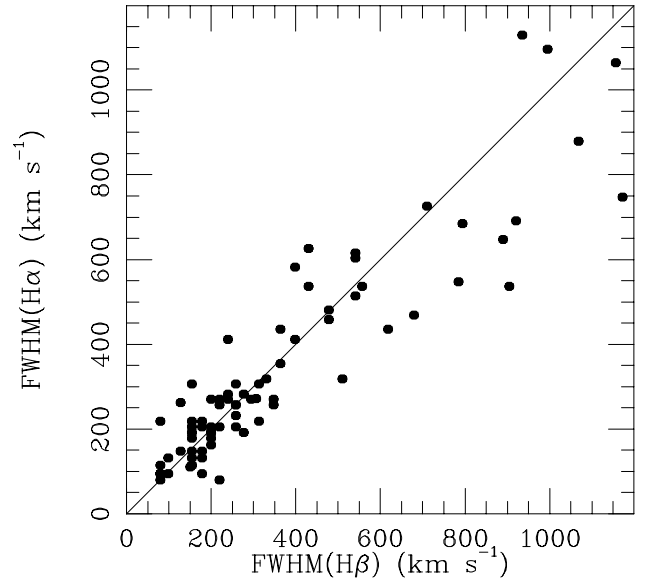


Fig. 3. $FWHM$ of all the individual line-components measured on the red spectra vs. the $FWHM$ of the individual components measured on the blue spectra

IRAS 04507+0358, KUG 0825+248, NGC 2989, CG 49 and Arp 107A.

2. A few objects have Seyfert 2 spectra with abnormally weak [N II] lines. They constitute a rare but interesting class of objects which is further discussed below.
3. Most “transition” spectra turn out to be “composite”, due to the simultaneous presence on the slit of a H II region and a Seyfert 2 nebulosity. We have observed 70% of all the objects in an unbiased sample of galaxies displaying a “transition” nuclear spectrum. Modeling of the data revealed that most of them have in fact a “composite” spectrum, suggesting that genuine “transition objects” do not exist at all. However, in a few cases such as NGC 3185, Mark 1291, IRAS 12474+4345 S, Mark 266 SW or IRAS 15184+0834, we cannot prove that the spectra are “composite”; the classification is ambiguous. Further studies are needed to find out the true nature of these “transition objects”.

Figure 5 is the histogram of the parameter $\log(\lambda 6300/\lambda 5007)$ for 159 Seyfert 2s and Liners after correction of the line fluxes for reddening, assuming that the intrinsic Balmer decrement is $\text{H}\alpha/\text{H}\beta = 3.1$ (Osterbrock & Dahari 1983) (Binette et al. 1990, suggested an even higher value for the intrinsic Balmer decrement in AGNs: $\text{H}\alpha/\text{H}\beta = 3.4$). The histogram has two main peaks showing a clear separation between strong [O III] $\lambda 5007$ objects (Seyfert 2s) and weak [O III] $\lambda 5007$ objects (Liners). Although our sample is heterogeneous and incomplete, this suggests that there is no continuity between the two classes of objects. Heckman (1980) originally defined Liners as objects with $\lambda 6300/\lambda 5007 > 0.33$; it seems that

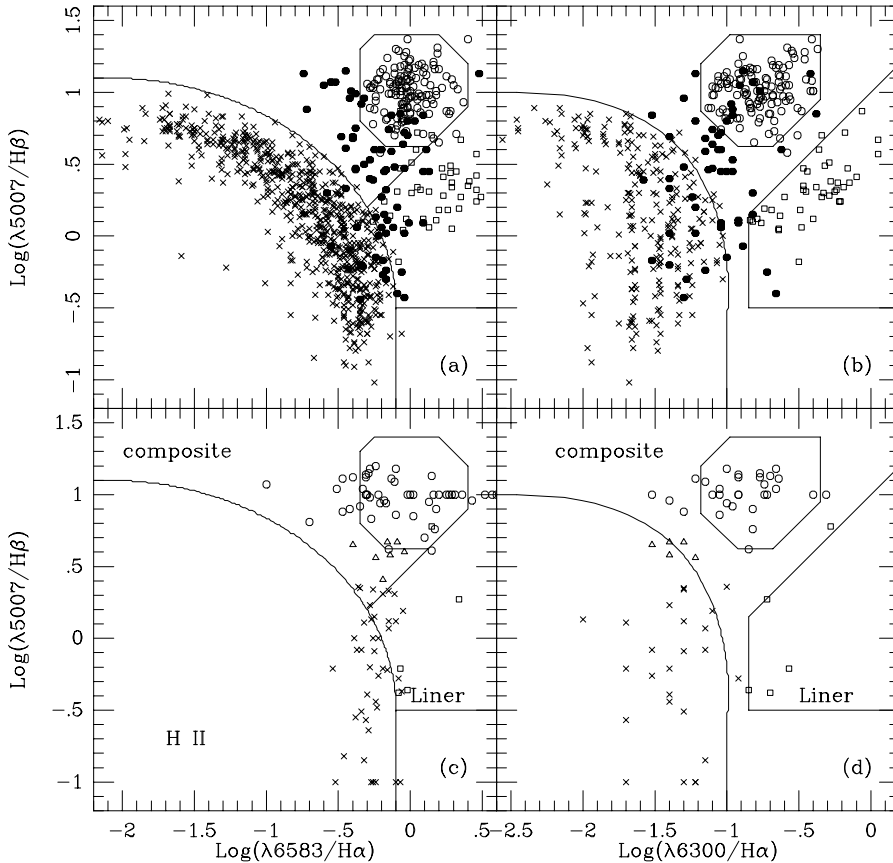


Fig. 4. Diagnostic diagrams showing the $\log(\lambda 5007/H\beta)$ vs. $\log(\lambda 6583/H\alpha)$ – boxes **a**) and **c**) – and $\log(\lambda 5007/H\beta)$ vs. $\log(\lambda 6300/H\alpha)$ – boxes **b**) and **d**). H II regions are represented by crosses, Seyfert 2 galaxies by open circles, and Liners by open squares. In **a**) and **b**), filled circles represent “transition objects”, i.e. objects which, in at least one of the diagrams, fall outside the arbitrarily delimited regions assigned to H II regions, Seyfert 2s and Liners. In **c**) and **d**) we plotted the individual components. The symbols are the same as in the upper panels; open triangles represent objects which could not be classified (“?” in Table 6)

$\lambda 6300/\lambda 5007 > 0.25$ would be a more realistic definition, as the observed distribution of this ratio really shows a minimum centered around this value.

According to Ho et al. (1997a), the separation between the two principal ionization sources (young stars vs. AGNs) and between the two AGN excitation classes (Seyfert 2 vs. Liners) does not have sharp, rigorously defined boundaries. Figure 4 shows that this is not the case. In fact, the three areas containing the H II regions, the Seyfert 2s and the Liners are clearly separated; almost every “transition object” turns out to be “composite” when observed with sufficient resolution.

Several authors had already suspected this to be the case. Kennicutt et al. (1989) and Ho et al. (1997c) have shown that the distribution of H II nuclei in the $\lambda 5007/H\beta$ vs. $\lambda 6583/H\alpha$ plane parallels the disk H II region sequence, the most striking feature being a clear offset between the two classes of objects, the H II nuclei having larger $\lambda 6583/H\alpha$ ratios for the same excitation; this effect could be due to the presence of a weak active nucleus in many of these galaxies. Binette (1985) also suggested that mixed cases of starburst and Liner spectra might be relatively common, providing a possible interpretation for objects which have an unusually strong $\lambda 6300/H\alpha$ ratio compared to H II regions (NGC 3994, for example). Filippenko & Terlevich (1992) suggested that Liners with weak [O I]

emission ($\lambda 6300/H\alpha < 1/6$) might be powered by hot main-sequence stars; however, Ho et al. (1993a) showed that these objects are most probably “composite”.

Ho et al. (1993b) reported the discovery of a non random trend in the dispersion of emission-line intensity ratios for Seyfert 2s. $\lambda 6300/H\alpha$ and $\lambda 6583/H\alpha$ were found to be correlated with $\lambda 5007/H\beta$, suggesting the influence of a single underlying physical parameter – the hardness of the ionizing continuum. Our data do not show these correlations, which could be artifacts due to the inclusion in the sample of “composite” spectra.

Examination of Fig. 4 shows that the points representative of Seyfert 2 galaxies are not distributed at random in the region assigned to them. Figure 6 is the histogram of the quantity $\log(\lambda 6583/H\alpha)$; it shows a sharp maximum at ~ -0.05 , with broad wings. Our sample of (131) Seyfert 2 galaxies is not complete in any sense and this could therefore be due to observational biases although this seems unlikely, as the $\lambda 6583/H\alpha$ ratio is not used for finding Seyfert 2 galaxies. We have no explanation for this fact.

4. Discussion

4.1. The blue continuum in Seyfert 2 galaxies

Koski (1978) and Kay (1994) found that all Seyfert 2 galaxies show an ultraviolet excess and weak absorption lines when compared with galaxies with no emission lines, indicating the presence of a blue featureless continuum. Boisson & Durret (1986) and Vaceli et al. (1997) suggested that this continuum is a non-thermal power-law continuum. Kinney et al. (1991) argued that most of the Seyfert 2s in which a blue continuum has been observed are of type Sb or earlier, suggesting that it is truly associated with the Seyfert nucleus. Shuder (1981) showed that its strength and the $H\alpha$ luminosity are strongly correlated suggesting that a direct physical connection exists between the two; studying a sample of 28 Seyfert 2s, Yee (1980) found that the $H\beta$ and continuum fluxes (rather than luminosities) are proportional over two orders of magnitude, with, however, a relatively large dispersion; but a number of those objects are now known to be Seyfert 1 galaxies.

Martin et al. (1983) discovered that a small fraction of all Seyfert 2 galaxies have a highly polarized continuum. Subsequently, Antonucci & Miller (1985); Miller & Goodrich (1990) and Tran et al. (1992) showed that these objects harbour a hidden Seyfert 1 nucleus, the observed polarized continuum arising from scattering of the nuclear continuum by dust or warm electrons. But most Seyfert 2s have very little polarization (Martin et al. 1983), much less than expected in the reflection model (Miller & Goodrich 1990).

On the other hand, Terlevich et al. (1990) showed that in Seyfert 2 galaxies, the IR CaII triplet is equal or, in some cases, higher than in normal elliptical galaxies, which is most naturally explained by the presence of young stars contributing heavily to the nuclear light at near-IR wavelengths.

Heckman et al. (1995) used *International Ultraviolet Explorer (IUE)* spectra of 20 of the brightest type 2 Seyfert nuclei to build an ultraviolet template for this class; while the continuum was well detected in the template, there was no detectable broad line region (BLR), implying that no more than 20% of the template continuum could be light from a hidden Seyfert 1 nucleus scattered by dust; they suggested that either most of the nuclei in their sample were “pure” type 2 Seyfert galaxies for which we have a direct view of the central engine and which simply lack of BLR, or that most of the observed ultraviolet continuum is produced by starbursts. From the absence of polarization of the continuum of most Seyfert 2 galaxies and of broad Balmer lines, Cid Fernandez & Terlevich (1995) concluded that, most probably, this continuum was due to a population of young stars in the vicinity of the nucleus. Colina et al. (1997) obtained ultraviolet *HST* images of four nearby Seyfert 2 galaxies known to have circumstellar star-forming rings, provid-

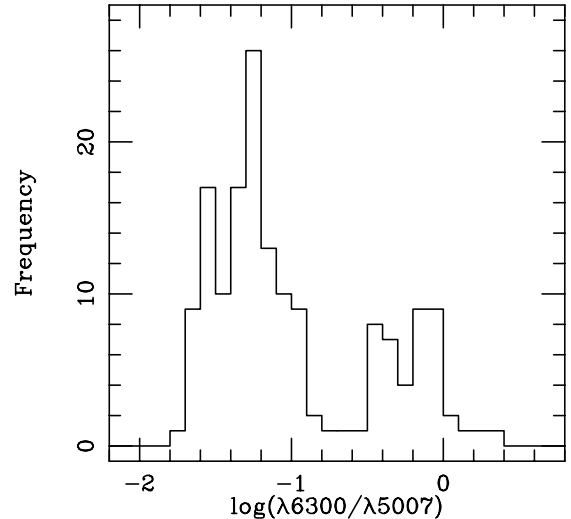


Fig. 5. Histogram of $\log(\lambda 6300 / \lambda 5007)$ for the 159 Seyfert 2 and Liners plotted in Fig. 4

ing direct empirical evidence that the UV flux emitted by these galaxies is dominated by radiation coming from clusters of young hot stars distributed along the star-forming ring. If similar rings are a common characteristic of Seyfert 2 galaxies, the large *IUE* aperture would include both the Seyfert 2 nucleus and the rings for distances larger than 25 Mpc. Gonzalez Delgado et al. (1998) presented *HST* images and ultraviolet spectra of three Seyfert 2 nuclei (IC 3639, NGC 5135 and IC 5135); the data show the existence of nuclear starbursts (with absorption features formed in the photosphere of late O and early B stars) dominating the ultraviolet light. It is remarkable that, of the three observed galaxies, two (NGC 5135 and IC 5135) have a “composite” nuclear emission spectrum, while the third (IC 3639), which has the largest UV nuclear flux (associated with the Seyfert nucleus) relative to the total UV flux, has a pure Seyfert 2 spectrum due to the relative weakness of the starburst emission component.

We conclude that there is ample evidence for the presence of young, hot stars in the nuclear region of many Seyfert 2 galaxies. When the continuum is relatively bright, the associated $H\text{II}$ region could be strong enough to displace the object into the “transition” zone in the diagnostic diagrams.

AGNs are more frequent in early type galaxies while starbursts are more often found in late-type galaxies (Véron & Véron-Cetty 1986; Ho et al. 1997b; Vaceli et al. 1997). It is therefore rather surprising to find almost systematically a population of young stars in Seyfert 2 galaxies; perhaps the nuclear activity triggers the star formation?

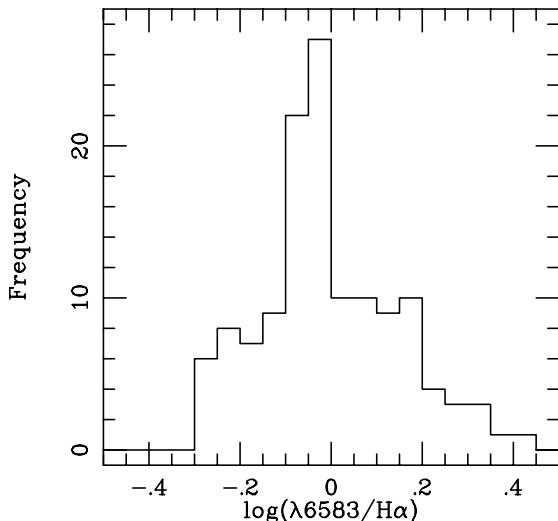


Fig. 6. Histogram of $\log(\lambda 6583/H\alpha)$ for the 131 Seyfert 2 galaxies plotted in Fig. 4

4.2. Excitations and abundances in H II nuclei and AGNs

The $\lambda 5007/H\beta$ and $\lambda 6583/H\alpha$ ratios are strongly correlated in H II regions. Theoretical studies show that the heavy-metal abundances change continuously along this sequence, a low $\lambda 5007/H\beta$ ratio indicating a high metal abundance and a high $\lambda 5007/H\beta$ ratio, a low metal abundance, with the heavy metal abundances changing from $1.5 Z_{\odot}$ at the lower right of Fig. 4a to $0.25 Z_{\odot}$ at the upper left (see for instance Dopita & Evans 1986; Ho et al. 1997b). However, Stasińska & Leitherer (1996) have shown that most starbursts and H II galaxies can be described as being produced by an evolving starburst with an universal initial mass function embedded in a gas cloud of the same metallicity. The emission line ratios depend mainly on two independent parameters: the age of the starburst and the metallicity. In this scenario, the $\lambda 5007/H\beta$ ratio effectively changes with these two parameters and therefore is not a direct measurement of metallicity. The metallicity is strongly correlated with luminosity, luminous galaxies having higher metallicities; this correlation is also valid for elliptical galaxies, for which the metallicity is determined from absorption lines with $[O/H] \sim 1$ at $M_B = -21$ (Salzer et al. 1989; Zaritsky et al. 1994).

AGNs are known to occur preferentially in high luminosity (Ho et al. 1997b), early-type (Véron & Véron-Cetty 1986; Vacali et al. 1997) galaxies; they are therefore expected to have high metallicities. Indeed, the NLRs of active galactic nuclei have enhanced nitrogen abundances (Storchi-Bergmann & Pastoriza 1989, 1990; Storchi-Bergmann et al. 1992; Schmitt et al. 1994). In these NLRs, $[N/O]$ correlates with $[O/H]$ in a manner identical to H II regions in normal galaxies, with nuclear $[O/H]$ and $[N/O]$ values ranging from $1 Z_{\odot}$ to $2 Z_{\odot}$

(Storchi-Bergmann et al. 1996b). Storchi-Bergmann et al. (1996b,c) have determined the chemical composition of the H II regions in the ring surrounding the nucleus of several AGNs, as well as in the nuclei; high metallicities were found ($[O/H] \sim 2 Z_{\odot}$ and $[N/O] \sim 3 Z_{\odot}$) both in the H II regions and in the AGNs, these abundances being similar to those found in the nuclei of non-active galaxies with the same morphological type and absolute magnitude. Further work by Storchi-Bergmann et al. (1998) has shown that, in fact, oxygen abundances derived for Seyfert 2 nebulosities and neighbouring H II regions (assuming that the emission lines in the active nucleus are due to photoionization by a typical active galactic nucleus continuum) are well correlated, while this is not the case for Liners. This suggests that the gas in AGNs and in the neighbouring H II regions has the same origin and that the scatter observed in the Seyfert 2 region in the diagnostic diagrams, involving the $\lambda 6583/H\alpha$ ratio, is due to variations in the nitrogen abundance. In NGC 6300, in which $\lambda 6583/H\alpha = 3.4$, the nitrogen abundance is estimated to be $\sim 5 Z_{\odot}$.

We have seen that nuclear H II regions and Seyfert 2 nebulosities, when appearing in the same galaxy, have the same high metallicity; as a result of their metallicity, the H II regions have a low excitation, while the Seyfert 2 nebulosities have a high excitation. This explains why it is relatively easy to separate the two components in “transition” spectra.

4.3. Objects with weak $[N II]$ lines

Figure 4 shows a small number of objects which have very weak $[N II]$ lines for Seyfert 2 galaxies; their $[O I]$ lines are however normal for this class of objects.

The first photoionization models invoked to explain the narrow emission lines in AGNs assumed a single density cloud. However, new observations quickly suggested the presence of several emitting clouds, ruling out single component models. Most of the multcloud models first studied were such that the emitting gas, as a whole, was ionization-bounded and thus the He II $\lambda 4686$ line intensity relative to $H\beta$ was determined by the hardness of the ionizing spectrum. In these models, the extreme values reached by the $\lambda 4686/H\beta$ ratio are not well reproduced. A number of objects have $\lambda 4686/H\beta$ of the order of 0.2 or more; such high values cannot be accounted for unless the line emitting clouds are matter-bounded (Stasińska 1984). On the basis of a weak trend for the low excitation lines to become weaker as $\lambda 4686/H\beta$ gets larger, Viegas-Aldrovandi (1988) and Viegas & Prieto (1992) argued in favor of a model in which matter-bounded clouds are present; indeed, if the gas is not optically thick to all the ionizing continuum (i.e., is matter bounded), the H^+ emitting volume is smaller, but the He^{++} volume is not, leading to a higher $\lambda 4686/H\beta$ line ratio. Moreover, Viegas-Aldrovandi & Gruenwald (1988) and Rodriguez-Ardila et al. (1998)

Table 8. Known AGNs with weak [N II] lines

Name	Short position	$\lambda 6583$ H α	$\lambda 4686$ H β	$\lambda 6300$ H α
UM 85	01 04+06	0.19	0.37	0.09
MS 04124–0802	04 12–08	0.10	0.35	0.05
IRAS 04210+0400	04 21+04	0.35	0.21	0.13
3C 184.1	07 34+80	0.22	0.26	0.07
IRAS 11058–1131	11 05–11	0.38	0.17	0.05
SBS 1136+594	11 36+59	0.10	0.18	0.11
Mark 477	14 39+53	0.36	0.13	0.17
Mark 699	16 22+41	0.20	0.34	0.03

showed that, for most AGNs, the observed low-excitation lines are better explained by matter-bounded models with about 50% of the H β luminosity produced in ionization-bounded clouds.

Storchi-Bergmann et al. (1996a) have obtained long-slit spectra of five active galaxies showing extended high excitation lines. At some positions, two of the objects (PKS 0349–27 and PKS 0634–20) show quite peculiar line ratios, with a strong He II $\lambda 4686$ line ($\lambda 4686/\text{H}\beta > 0.3$) and weak [N II] lines (that is, $\lambda 6583/\text{H}\alpha < 0.3$). In fact, there seems to be a correlation between $\lambda 6583/\text{H}\alpha$ and $\lambda 4686/\text{H}\beta$, weak [N II] lines being associated with strong He II emission, suggesting that very small $\lambda 6583/\text{H}\alpha$ ratios (as observed in the two above mentioned radiogalaxies) are not necessarily a signature of star-formation, but a natural consequence of having a region dominated by matter-bounded clouds (Binette et al. 1996, 1997). However, in the extranuclear regions of PKS 0349–278 in which strong He II $\lambda 4686$ and weak [N II] $\lambda 6583$ lines are observed, the [O I] $\lambda 6300$ line is also reduced ($\lambda 6300/\text{H}\alpha \sim 0.05$), which is a natural consequence of the model (Viegas-Aldrovandi 1988), while in our sample of weak [N II] $\lambda 6583$ galaxies, we verify that the [O I] $\lambda 6300$ line is not weakened in most of the objects.

In Table 8 we give the list of known AGNs with relatively weak [N II] lines ($\lambda 6583/\text{H}\alpha < 0.45$) with published values of the $\lambda 4686/\text{H}\beta$ and $\lambda 6300/\text{H}\alpha$ ratios. Three objects in this table (UM 85, MS 04124–0802 and Mark 699) have both weak [N II] lines ($\lambda 6583/\text{H}\alpha < 0.20$) and a strong He II line ($\lambda 4686/\text{H}\beta > 0.30$). In the last two, the [O I] lines are also relatively weak ($\lambda 6300/\text{H}\alpha \leq 0.05$); these two objects could be dominated by matter-bounded clouds. Alternatively, in the other objects, the weakness of the [N II] lines could be due to a selective under-abundance of nitrogen. For a photoionized single cloud model with $U \sim 10^{-2.5}$, Ferland & Netzer (1983) predicted $\lambda 6583/\text{H}\alpha \sim 1.0$ for solar nitrogen abundances and ~ 0.3 for nitrogen abundances ~ 0.3 solar.

4.4. Seyfert 2s and Liners

It has been suggested by several authors (see for instance Ferland & Netzer 1983; Shields 1992; Ho et al. 1993a) that

in Seyfert 2s, as well as in Liners, the ionized gas is excited by a non-thermal continuum, the only differences being the value of the ionizing parameter which would be $\sim 10^{-3.5}$ for Liners, and $\sim 10^{-2.5}$ for Seyfert 2s. If this is the case, the discontinuity between Seyfert 2s and Liners is not easily understood. No reliable detection of the He II line in *bona fide* Liners has been reported suggesting that there could be a serious problem with the picture of simply reducing U in a standard power-law photoionization model predicting $\lambda 4686/\text{H}\beta > 0.15$ (Viegas-Aldrovandi & Gruenwald 1990), as the weakness of He II indicates that the continuum illuminating the NLR clouds must contain few photons more energetic than 54.4 eV, the ionization potential of He⁺ (Péquignot 1984). Binette et al. (1996) proposed that the emission spectrum of Liners is due to ionization-bounded clouds illuminated by a ionization spectrum filtered by matter-bounded clouds hidden from view by obscuring material. In this case, the He II emission is reduced ($\lambda 4686/\text{H}\beta < 0.01$). However, a nearly total obscuration of the matter-bounded component must then be invoked in order to keep the emission from He II at an acceptable low level, a scenario which seems to be rather unlikely to Barth et al. (1996).

5. Conclusions

We have shown that:

- Nuclear H II regions, Seyfert 2s and Liners lie in distinct, well separated regions in the $\log(\lambda 5007/\text{H}\beta)$ vs. $\log(\lambda 6583/\text{H}\alpha)$ and $\log(\lambda 5007/\text{H}\beta)$ vs. $\log(\lambda 6300/\text{H}\alpha)$ diagrams. There is no continuity between Liners and Seyfert 2s, with an apparent deficit of objects with $\lambda 6300/\lambda 5007 = 0.25$.
- A number of objects have “transition” spectra, falling outside the regions assigned to the three types of emission nebulosities. They probably all have a “composite” spectrum.
- We have isolated a class of Seyfert 2 galaxies with weak [N II] lines. This weakness could be due to an under-abundance of nitrogen or to the presence of matter-bounded clouds in these objects.

Acknowledgements. This research has made use of the NASA/IPAC extragalactic database (NED) which is operated by the Jet Propulsion Laboratory, Caltech, under contract with the National Aeronautics and Space Administration. A.C. Gonçalves acknowledges support from the *Fundação para a Ciência e a Tecnologia*, Portugal, during the course of this work (PhD. grant Ref. PRAXIS XXI/BD/5117/95).

References

- Afanasjev V.L., Lipovetski V.A., Markarian B.E., Stepanian D.A., 1980, *Astrophys. J.* 16, 119
- Afanasjev V.L., Lipovetski V.A., Shapovalova A.I., 1981, *Astrophys. J.* 17, 342
- Aguero E.L., Suarez F., Paolantonio S., 1995, *PASP* 107, 959
- Andreasian N., Alloin D., 1994, *A&AS* 107, 23
- Anton K., 1993, *A&A* 270, 60
- Antonucci R.R.J., 1985, *ApJS* 59, 459
- Antonucci R.R.J., Miller J.S., 1985, *ApJ* 297, 621
- Armus L., Heckman T.M., Miley G.K., 1990, *ApJ* 364, 471
- Arp H., 1966, *ApJS* 14, 1
- Ashby M., Houck J.R., Hacking P.B., 1992, *AJ* 104, 80
- Augarde R., Chalabaev A., Comte G., Kunth D., Maehara H., 1994, *A&AS* 104, 259
- Baldwin J.A., Phillips M.M., Terlevich R., 1981, *PASP* 93, 5
- Barth A.J., Reichert G.A., Filippenko A.V., et al., 1996, *AJ* 112, 1829
- Beichman C., Wynn-Williams C.G., Lonsdale C.J., et al., 1985, *ApJ* 293, 148
- Bica E., 1988, *A&A* 195, 76
- Binette L., 1985, *A&A* 143, 334
- Binette L., Calvet N., Canto J., Raga A.C., 1990, *PASP* 102, 723
- Binette L., Wilson A.S., Storchi-Bergmann T., 1996, *A&A* 312, 365
- Binette L., Wilson A.S., Raga A., Storchi-Bergmann T., 1997, *A&A* 327, 909
- Boisson C., Durret F., 1986, *A&A* 168, 2
- Boller T., Fink H., Schaeidt S., 1994, *A&A* 291, 403
- Boller T., Brandt W.N., Fink H., 1996, *A&A* 305, 53
- Boller T., Bertoldi F., Dennefeld M., Voges W., 1998, *A&AS* 129, 87
- Bowen D.V., Osmer S.J., Blades J.C., et al., 1994, *AJ* 107, 461
- Bower G., Wilson A., Morse J.A., et al., 1995, *ApJ* 454, 106
- Busko I.C., Steiner J.E., 1990, *MNRAS* 245, 470
- Carballo R., Wesselius P.R., Whittet D.C.B., 1992, *A&A* 262, 106
- Carswell J.R., Wills D., 1967, *MNRAS* 135, 231
- Cid Fernandez R., Terlevich R., 1995, *MNRAS* 272, 423
- Cohen R.D., Osterbrock D.E., 1981, *ApJ* 243, 81
- Colina L., Garcia-Vargas M.L., González Delgado R.M., et al., 1997, *ApJ* 488, L71
- Cruz-González I., Carrasco L., Serrano A., et al., 1994, *ApJS* 94, 47
- Dahari O., 1985, *ApJS* 57, 643
- Dahari O., de Robertis M.M., 1988, *ApJS* 67, 249
- de Grijp M.H.K., Miley G.K., Lub J., 1987, *A&AS* 70, 95
- de Grijp M.H.K., Keel W.C., Miley G.K., Goudfrooij P., Lub J., 1992, *A&AS* 96, 389
- de Robertis M.M., Osterbrock D.E., 1986, *ApJ* 301, 727
- Denisyuk E.K., Lipovetski V.A., Afanasjev V.L., 1976, *Astrophys. J.* 12, 442
- Dopita M.A., Evans I.N., 1986, *ApJ* 307, 431
- Duc P.-A., Mirabel I.F., Maza J., 1997, *A&AS* 124, 533
- Ferland G.J., Netzer H., 1983, *ApJ* 264, 105
- Filippenko A.V., Sargent W.L.W., 1985, *ApJS* 57, 503
- Filippenko A.V., Terlevich R., 1992, *ApJ* 397, L79
- Fruscione A., Griffiths R.E., 1991, *ApJ* 380, L13
- Ge J.P., Owen F.N., 1993, *AJ* 105, 778
- Goldader J.D., Joseph R.D., Doyon R., Sanders D.B., 1997, *ApJS* 108, 449
- González Delgado R.M., Pérez E., 1996, *MNRAS* 281, 781
- González Delgado R.M., Pérez E., Tadhunter C., Vilchez J.M., Rodríguez-Espinoza J.M., 1997, *ApJS* 108, 155
- González Delgado R.M., Heckman T., Leitherer C., et al., 1998, *ApJ* 505, 174
- Goodrich R.W., 1989, *ApJ* 342, 224
- Goodrich R.W., Osterbrock D.E., 1983, *ApJ* 269, 416
- Halpern J.P., Oke J.B., 1987, *ApJ* 312, 91
- Haniff C.A., Wilson A.S., Ward M.J., 1988, *ApJ* 334, 104
- Heckman T.M., 1980, *A&A* 87, 152
- Heckman T.M., Miley G.K., van Breugel W.J.M., Butcher H.R., 1981, *ApJ* 247, 403
- Heckman T.M., van Breugel W., Miley G.K., Butcher H.R., 1983, *AJ* 88, 1077
- Heckman T.M., Krolick J., Meurer G., et al., 1995, *ApJ* 452, 549
- Heckman T.M., Gonzalez Delgado R.M., Leitherer C., et al., 1997, *ApJ* 482, 114
- Hill G.J., Wynn-Williams C.G., Becklin E.E., Mackenty J.W., 1988, *ApJ* 335, 93
- Ho L.C., Filippenko A.V., Sargent W.L.W., 1993a, *ApJ* 417, 63
- Ho L.C., Shields J.C., Filippenko A.V., 1993b, *ApJ* 410, 567
- Ho L.C., Filippenko A.V., Sargent W.L.W., 1995, *ApJS* 98, 477
- Ho L.C., Filippenko A.V., Sargent W.L.W., 1997a, *ApJS* 112, 315
- Ho L.C., Filippenko A.V., Sargent W.L.W., 1997b, *ApJ* 487, 568
- Ho L.C., Filippenko A.V., Sargent W.L.W., 1997c, *ApJ* 487, 579
- Holloway A.J., Steffen W., Pedlar A., et al., 1996, *MNRAS* 279, 171
- Holtzman J., Hester J.J., Casertano S., et al., 1995, *PASP* 107, 156
- Huchra J.P., Burg R., 1992, *ApJ* 393, 20
- Hutchings J.B., Neff S.G., 1988, *AJ* 96, 1227
- Kay L.E., 1994, *ApJ* 430, 196
- Kazarian M.A., 1979, *Astrophys. J.* 15, 1
- Keel W.C., 1984, *ApJ* 282, 75
- Keel W.C., 1996, *AJ* 111, 696
- Keel W.C., Kennicutt Jr. R.C., Hummel E., van der Hulst J.M., 1985, *AJ* 90, 708
- Keel W.C., van Soest E.T.M., 1992, *A&AS* 94, 553
- Kennicutt R.C., Keel W.C., Blaha C.A., 1989, *AJ* 97, 1022
- Kim D.-C., Sanders D.B., Veilleux S., Mazzarella J.M., Soifer B.T., 1995, *ApJS* 98, 129
- Kinney A.L., Antonucci R.R.J., Ward M.J., Wilson A.S., Whittle M., 1991, *ApJ* 377, 100
- Kinney A.L., Bohlin R.C., Calzetti D., et al., 1993, *ApJS* 86, 5
- Klaas U., Elsasser H., 1991, *A&AS* 90, 33
- Kollatschny W., Biermann P., Fricke K.J., Huchtmeier W., Witzel A., 1983, *A&A* 119, 80
- Koratkar A., Deustua S.E., Heckman T., et al., 1995, *ApJ* 440, 132
- Koski A.T., 1978, *ApJ* 223, 56
- Lemaître G., Kohler D., Lacroix D., Meunier J.-P., Vin A., 1989, *A&A* 228, 546

- Liu C.T., Kennicutt R.C., 1995, *ApJS* 100, 325
- Maehara H., Noguchi T., 1988, *Ap&SS* 143, 339
- Markarian B.E., Lipovetski V.A., 1971, *Astrophys. J.* 7, 299
- Markarian B.E., Lipovetski V.A., 1973, *Astrophys. J.* 7, 283
- Markarian B.E., Lipovetski V.A., 1974, *Astrophys. J.* 10, 185
- Markarian B.E., Lipovetski V.A., Stepanian D.A., 1979a, *Astrophys. J.* 15, 235
- Markarian B.E., Lipovetski V.A., Stepanian D.A., 1979b, *Astrophys. J.* 15, 363
- Markarian B.E., Stepanian D.A., 1983, *Astrophys. J.* 19, 354
- Martel A., Osterbrock D.E., 1994, *AJ* 107, 1283
- Martin P.G., Thompson I.B., Maza J., Angel J.R.P., 1983, *ApJ* 266, 470
- Massey P., Strobel K., Barnes J.V., Anderson E., 1988, *ApJ* 328, 315
- Mazzarella J.M., Boroson T.A., 1993, *ApJS* 85, 27
- Merkelijn J.K., 1972, *Australian J. Phys.* 25, 451
- Miller J.S., Goodrich R.W., 1990, *ApJ* 355, 456
- Moorwood A.F.M., Véron-Cetty M.-P., Glass I.S., 1986, *A&A* 160, 39
- Moran E.C., Halpern J.P., Helfand D.J., 1994, *ApJ* 433, L65
- Moran E.C., Halpern J.P., Helfand D.J., 1996, *ApJS* 106, 341
- Morgan W.W., 1958, *PASP* 70, 364
- Morgan W.W., 1959, *PASP* 71, 394
- Mulchaey J.S., Wilson A.S., Tsvetanov Z., 1996, *ApJS* 102, 309
- Murphy T.W., Armus L., Matthews K., et al., 1996, *AJ* 111, 1025
- Netzer H., Kollatschny W., Fricke K.J., 1987, *A&A* 171, 41
- Oke J.B., 1974, *ApJS* 27, 21
- Oke J.B., Gunn J.E., 1983, *ApJ* 206, 713
- Olsen E.T., 1970, *AJ* 75, 764
- Osterbrock D.E., 1974, *Astrophysics of gaseous nebulae*. Freeman and company, San Francisco
- Osterbrock D.E., Cohen R.D., 1982, *ApJ* 261, 64
- Osterbrock D.E., Dahari O., 1983, *ApJ* 273, 478
- Osterbrock D.E., de Robertis M.M., 1985, *PASP* 97, 1129
- Osterbrock D.E., Martel A., 1993, *ApJ* 414, 552
- Osterbrock D.E., Pogge R.W., 1987, *ApJ* 323, 108
- Parma P., de Ruiter H.R., Fanti C., Fanti R., 1986, *A&AS* 64, 135
- Péquignot D., 1984, *A&A* 131, 159
- Pesch P., Sanduleak N., 1983, *ApJS* 51, 171
- Petrosian A.R., Saakian K.A., Khachikian E.E., 1978, *Astrophys. J.* 14, 36
- Petrosian A.R., Saakian K.A., Khachikian E.E., 1979, *Astrophys. J.* 15, 250
- Phillips M.M., Charles P.A., Baldwin J.A., 1983, *ApJ* 266, 485
- Pilkington J.H.D., 1964, *MNRAS* 128, 103
- Popov V.N., Khachikian E.E., 1980, *Astrophys. J.* 16, 33
- Rafanelli P., Osterbrock D.E., Pogge R.W., 1990, *AJ* 99, 53
- Rafanelli P., Marziani P., Birkle K., Thiele U., 1993, *A&A* 275, 451
- Rampazzo R., Reduzzi L., Sulentic J.W., Madejsaky R., 1995, *A&AS* 110, 131
- Rodriguez-Ardila A., Pastoriza M.G., Maza J., 1998, *ApJ* 494, 202
- Rubin V.C., Thonnard N., Ford W.K., 1975, *ApJ* 199, 31
- Salzer J.J., MacAlpine G.M., Boroson T.A., 1989, *ApJS* 70, 479
- Salzer J.J., Moody J.W., Rosenberg J.L., Gregory A., Newberry M.V., 1995, *AJ* 109, 2376
- Sandage A., Bedke J., 1994, *The Carnegie atlas of galaxies*
- Sanders D.B., Soifer B.T., Elias J.H., et al., 1988, *ApJ* 325, 74
- Schmitt H.R., Storchi-Bergmann T., Baldwin J.A., 1994, *ApJ* 423, 237
- Shields J.C., 1992, *ApJ* 399, L27
- Shuder J.M., 1981, *ApJ* 244, 12
- Shuder J.M., Osterbrock D.E., 1981, *ApJ* 250, 55
- Stasińska G., 1984, *A&A* 135, 341
- Stasińska G., Leitherer C., 1996, *ApJS* 107, 661
- Stauffer J.R., 1982, *ApJ* 262, 66
- Steffen W., Holloway A.J., Pedlar A., 1996, *MNRAS* 282, 1203
- Stone R.P.S., 1977, *ApJ* 218, 767
- Storchi-Bergmann T., Pastoriza M.G., 1989, *ApJ* 347, 195
- Storchi-Bergmann T., Pastoriza M.G., 1990, *PASP* 102, 1359
- Storchi-Bergmann T., Wilson A.S., Baldwin J.A., 1992, *ApJ* 396, 45
- Storchi-Bergmann T., Wilson A.S., Mulchaey J.S., Binette L., 1996a, *A&A* 312, 357
- Storchi-Bergmann T., Rodriguez-Ardila A., Schmitt H.R., et al., 1996b, *ApJ* 472, 83
- Storchi-Bergmann T., Wilson A.S., Baldwin J.A., 1996c, *ApJ* 460, 252
- Storchi-Bergmann T., Schmitt H.R., Calzetti D., Kinney A.L., 1998, *AJ* 115, 509
- Takase B., Miyauchi-Isobe N., 1986, *Ann. Tokyo Astron. Obs.* 21, 127
- Takase B., Miyauchi-Isobe N., 1990, *Pub. Nat. Obs. Japan* 1, 181
- Terlevich E., Diaz A.I., Terlevich R., 1990, *MNRAS* 242, 271
- Tran H.D., Miller J.S., Kay L.E., 1992, *ApJ* 397, 452
- Trauger J.T., Ballester G.E., Burrows C.J., et al., 1994, *ApJ* 435, L3
- Ulvestad J.S., Wilson A.S., 1983, *AJ* 88, 253
- Vaceli M.S., Viegas S.M., Gruenwald R., de Souza R.E., 1997, *AJ* 114, 1345
- van Breugel W., Heckman T., Miley G., 1984, *ApJ* 276, 79
- Veilleux S., 1991a, *ApJS* 75, 357
- Veilleux S., 1991b, *ApJS* 75, 383
- Veilleux S., 1991c, *ApJ* 369, 331
- Veilleux S., Osterbrock D.E., 1987, *ApJS* 63, 295
- Veilleux S., Kim D.-C., Sanders D.B., Mazzarella J.M., Soifer B.T., 1995, *ApJS* 98, 171
- Véron M.-P., Véron P., Zuiderwijk E.J., 1981b, *A&A* 98, 34
- Véron-Cetty M.-P., Véron P., 1984, *A Catalogue of Quasars and Active Nuclei*, ESO Scientific Report No. 1, Garching: European Southern Observatory (ESO)
- Véron-Cetty M.-P., Véron P., 1985, *A&A* 145, 425
- Véron-Cetty M.-P., Véron P., 1986a, *A&AS* 65, 241
- Véron-Cetty M.-P., Véron P., 1986b, *A&AS* 66, 335
- Véron-Cetty M.-P., Véron P., 1996, *A&AS* 115, 97
- Véron P., Linblad P.O., Zuiderwijk E.J., Véron M.-P., Adam G., 1980, *A&A* 87, 245
- Véron P., Véron-Cetty M.-P., 1986, *A&A* 161, 145
- Véron P., Véron-Cetty M.-P., Bergeron J., Zuiderwijk E.J., 1981b, *A&A* 97, 71
- Véron P., Véron-Cetty M.-P., Zuiderwijk E.J., 1981c, *A&A* 102, 116
- Véron P., Gonçalves A.C., Véron-Cetty M.-P., 1997, *A&A* 319, 52 (Paper I)
- Viegas S.M., Prieto M.A., 1992, *MNRAS* 258, 483
- Viegas-Aldrovandi S.M., 1988, *ApJ* 330, L9

- Viegas-Aldrovandi S.M., Gruenwald R.B., 1988, ApJ 324, 683
Viegas-Aldrovandi S.M., Gruenwald R.B., 1990, ApJ 360, 474
Vogel S., Engels D., Hagen H.-J., et al., 1993, A&AS 98, 193
Wang J., Heckmatt T.M., Weaver K.A., Armus L., 1997, ApJ 474, 659
Wilson A.S., Nath B., 1990, ApJS 74, 731
Wu H., Zou Z.L., Xia X.Y., Deng Z.G., 1998a, A&AS 127, 521
Wu H., Zou Z.L., Xia X.Y., Deng Z.G., 1998b, A&A (in press)
Wyndham J.D., 1966, ApJ 144, 459
Yee H.K.C., 1980, ApJ 241, 894
Yegiazarian A.A., Khachikian E.Y., 1988, Soob. Byu. Spets. Astrofiz. Obs. 60, 3
Zaritsky D., Kennicutt R.C., Huchra J.P., 1994, ApJ 420, 87
Zamorano J., Rego M., Gallego J., et al., 1994, ApJS 95, 387

NGC 5252 et les LINERs

Dans ce chapitre nous nous intéressons aux mécanismes d'émission des LINERs, un sujet controversé pour lequel il n'existe toujours pas de réponse satisfaisante. Nous verrons qu'on observe des spectres du type LINER dans des environnements très différents (associés à des noyaux actifs ou pas) et en même temps que d'autres types d'émission (en relation avec des processus d'origine stellaire ou pas); ceci est le cas des objets « composites », discutés dans le chapitre précédent. Un exemple d'un « composite » rare et intéressant pour l'étude des mécanismes d'excitation des LINERs est la galaxie NGC 5252, généralement classée comme Seyfert 2.

Nos travaux sur cet objet, présentés en fin de chapitre (Gonçalves, Véron & Véron-Cetty 1998), résultent de l'étude comparative d'observations obtenues avec le télescope spatial Hubble et au sol, avec le télescope de 1,93 m de l'OHP. Nos études montrent que, en plus de l'émission du type Seyfert 2, NGC 5252 a aussi une région émettrice nucléaire du type LINER; il est peu fréquent de trouver les deux types de mécanisme d'excitation simultanément dans un même objet, d'où l'intérêt de cette galaxie. Les résultats de notre étude sont en accord avec l'idée qu'il y aurait une certaine « continuité » entre les deux classes d'objets; mais d'autres observations nous apportent des informations au sujet de la relation entre LINERs et Seyfert 2s qui ne sont pas toujours en accord.

Cette pluralité de résultats renforce l'idée de Heckman (1987), selon laquelle les LINERs pourraient être dus à plusieurs phénomènes, superficiellement similaires mais physiquement différents. Nos résultats sont en accord avec cette suggestion.

6.1 NGC 5252

NGC 5252 est une galaxie de type morphologique S0 ayant un décalage vers le rouge de 0,0231. Sur la base de son spectre visible, elle a été classée comme Seyfert 2 (Véron-Cetty & Véron 1986, Huchra & Burg 1992) ou Seyfert 1,5 – 1,9 (Tadhunter & Tsvetanov 1989). Osterbrock & Martel (1993) ont observé une composante large dans la raie $H\alpha$; cette composante a été confirmée par des observations effectuées par Acosta-Pulido et al. (1996).

Des images obtenues en $[O II] \lambda 3727$, $[Ne V] \lambda\lambda 3346, 3426$ et $H\alpha + [N II] 6548, 6583$ avec le télescope spatial Hubble (Tsvetanov et al. 1996) montrent trois condensations brillantes

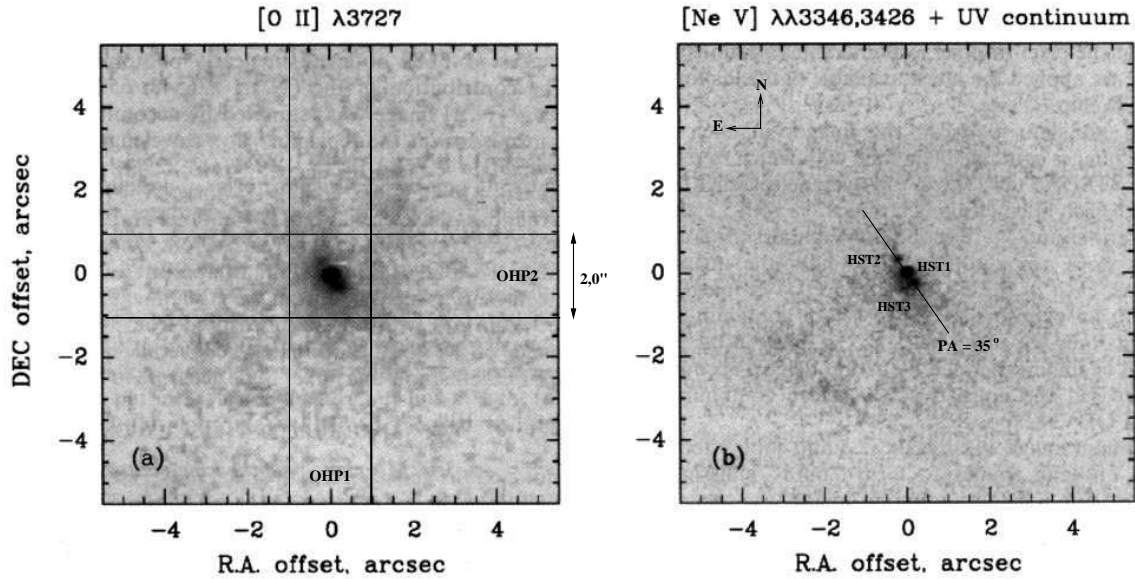


FIG. 6.1: La figure montre des images de la galaxie NGC 5252 obtenues avec la WF/PC 2 en $[\text{O II}] \lambda 3727$ (a) et $[\text{Ne V}] \lambda\lambda 3346, 3426$ (b) (d'après Tsvetanov et al. 1996). Superposé à l'image (b), nous avons tracé l'angle de position de l'alignement des trois condensations brillantes, ainsi que les positions de l'ouverture circulaire utilisée pour les observations spectroscopiques avec FOS (HST1, HST2, HST3). Dans l'image (a), nous avons tracé la position de la fente utilisée pour les observations obtenues à l'OHP (OHP1 pour les observations en $H\beta$ et OHP2 pour les observations en $H\alpha$).

dans la région nucléaire de NGC 5252; ces condensations dominent l'émission dans la partie centrale de la galaxie, dans un rayon inférieur à une seconde d'arc. Ces trois structures, séparées de $0''.36$ et $0''.31$ (pour les condensations NE et SO, respectivement), sont alignées selon un angle de position de 35° (Fig. 6.1, panneau (b)).

Les spectres FOS extraits des archives du télescope spatial ont été acquis avec une ouverture circulaire de $0''.26$ de diamètre, centrée sur les trois condensations brillantes mentionnées ci-dessus. Les spectres obtenus à l'OHP ont été acquis avec une fente de $2''.0$ de largeur, centrée sur le noyau actif de la galaxie. Dans la Fig. 6.1, nous avons noté les positions de la fente pour les observations effectuées avec le 1,93 m de l'OHP (positions OHP1 et OHP2) et avec le *HST* (positions HST1, HST2 et HST3). La figure montre clairement que notre fente inclut l'émission provenant des trois condensations brillantes, ainsi que du gaz diffus qui les entoure; notre configuration instrumentale n'ayant pas assez de résolution spatiale pour séparer les différentes régions émettrices présentes dans la fente, un spectre « composite » est attendu.

Effectivement, l'étude comparative des observations obtenues avec le télescope spatial et avec le 1,93 m de l'OHP montre la présence de plusieurs régions d'excitation différente dans le noyau de NGC 5252. Nos travaux, présentés dans l'article donné en fin de chapitre (Gonçalves, Véron & Véron-Cetty 1998), ont démontré que la région nucléaire de NGC 5252 (position HST1) a les caractéristiques d'un LINER, avec des raies de $[\text{O I}]$

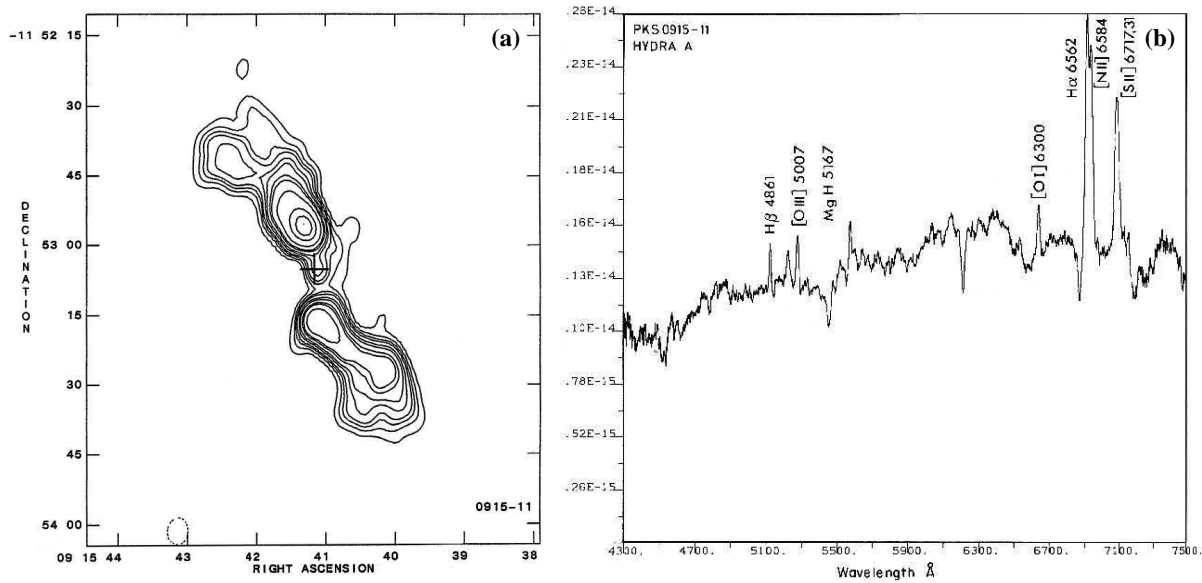


FIG. 6.2: La figure montre la carte radio (a) et le spectre (b) de la galaxie 3C 218. La structure radio étendue est du type FRI (Danzinger & Goss 1983); le spectre dans le visible est de très faible ionisation, du type LINER (Leahy 1984).

intenses et relativement larges ($\sim 1100 \text{ km s}^{-1}$, LMH), alors que le gaz qui l'entoure présente des caractéristiques spectrales typiques d'une Seyfert 2, avec des raies beaucoup plus étroites ($200 - 300 \text{ km s}^{-1}$, LMH). Nous n'avons pas observé de composante large dans la raie de H α , comme suggéré par Osterbrock & Martel (1993) et Acosta-Pulido et al. (1996).

NGC 5252 est donc un objet « composite » dans lequel on observe des régions d'émission typiques d'un LINER et d'une Seyfert 2. Des observations dans le domaine infrarouge et X suggèrent la présence d'un noyau d'origine non-stellaire, fortement obscurci; cette source centrale est très probablement à l'origine de l'ionisation de la région émettrice du type Seyfert; il se peut qu'elle soit aussi responsable de l'émission du type LINER, si l'on accepte la présence d'un « écran » de nuages confinés par le gaz entre les deux régions. Ces nuages, cachés de notre vue par la même matière qui obscurcit la source centrale, agiraient comme un « filtre », absorbant en partie le continu ionisant; en résultat, on observerait un spectre du type LINER. Le même continu, traversant une région dépourvue de cet « écran » de matière, donnerait lieu à un spectre du type Seyfert 2.

6.2 Les galaxies hôtes des LINERs

Les LINERs sont généralement observés dans les galaxies de type morphologique E ou S0; les sources radio compactes de faible luminosité à spectre plat sont associées à ce même type de galaxies (Heckman 1980). Quand la galaxie hôte d'un LINER présente une structure radio étendue visible, elle est presque toujours du type FRI (Fig. 6.2), ce qui suggère une relation entre l'émission du type LINER et cette classe d'objets (Baum et al. 1995).

Une grande partie des galaxies elliptiques proches montre des raies en émission (53% environ); la plupart de ces objets sont des LINERs. Fabian et al. (1986) ont suggéré que la présence de l'émission du type LINER dans des galaxies « normales » pouvait être due à des processus de « *cooling flow* » à petite échelle.

Une fraction importante des galaxies spirales de type morphologique Sa ou Sab montre, également, un spectre visible du type LINER (Ho et al. 1997b); un quart d'entre elles a un noyau UV compact. Dans une fraction de ces objets, le spectre UV montre la signature de la présence d'étoiles massives jeunes, indiquant une origine stellaire pour le continu ionisant (Maoz et al. 1998). La luminosité de la raie H α dans ce type de galaxies peut également être expliquée par de l'ionisation stellaire (étoiles du type post-AGB, Binette et al. 1994).

6.3 Les mécanismes d'excitation dans les LINERs

Nous avons proposé, dans le cas de NGC 5252, que l'émission du type LINER était associée à celle du type Seyfert, les deux régions émettrices étant ionisées par la même source centrale, d'origine non-stellaire. Le mécanisme d'émission sous-jacent au spectre du type LINER serait alors, dans le cas de cette galaxie, associé à la présence d'un noyau actif.

S'il existe des LINERs qui sont des AGNs, on observe également des spectres du type LINER dans des environnements très différents et pas nécessairement en relation avec la présence d'un noyau actif. D'ailleurs, les résultats de nos travaux sur les objets « composites » montrent une séparation claire entre les LINERs et les Seyfert 2s (Fig. 5, in Gonçalves, Véron-Cetty & Véron 1999); ceci peut apparaître comme un contre-sens si l'on accepte un mécanisme d'excitation unique à la base de toute émission du type LINER.

Le mécanisme d'excitation des LINERs constitue un sujet fort controversé, ceci parce qu'il est possible de reproduire leur spectre avec des modèles assez différents, dont la photo-ionisation par un continu en « loi de puissance » dilué ou l'échauffement dû à des chocs, ou par des étoiles très chaudes.

Les LINERs peuvent résulter de phénomènes de « *cooling flow* » ou d'un évènement de collision/fusion (*mergers*) de galaxies riches en gaz.

En résumé, il existe des informations apparemment contradictoires sur la nature du mécanisme d'excitation dans les LINERs. Dans les sections qui suivent, nous avons rassemblé quelques informations sur cette classe d'objets qui suggèrent qu'ils constituent peut-être un ensemble hétérogène constitué par des objets dont le spectre visible serait superficiellement similaire, mais qui seraient le résultat de phénomènes physiques très différents, confirmant les suggestions avancées par Heckman (1987).

6.3.1 L'émission LINER associée aux AGNs

Les résultats de l'étude sur NGC 5252 semblent être en accord avec l'idée qu'il y aurait une certaine « continuité » entre les classes constituées par les LINERs et les Seyfert 2s; les LINERs (ou du moins une fraction des objets dans cette classe) seraient donc des AGNs de faible luminosité, ionisées par un continu d'origine non-stellaire, leur paramètre d'ionisation étant « dilué » par rapport aux valeurs associées aux Seyfert 2s.

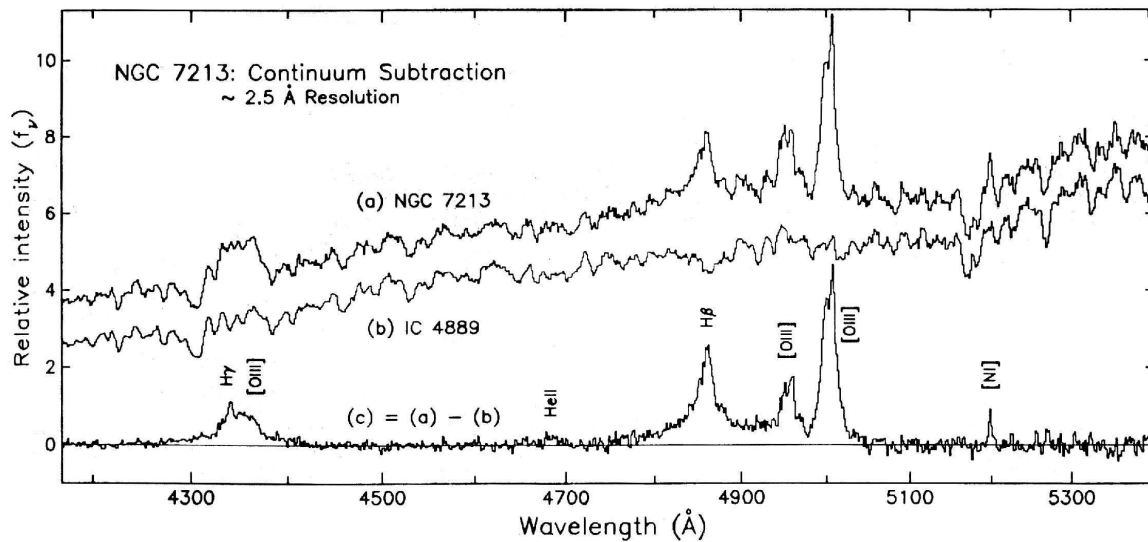


FIG. 6.3: Spectre de la galaxie NGC 7213, un LINER. La figure montre : (a) le spectre de l'objet avant la correction pour la contribution stellaire ; (b) le spectre de la galaxie template IC 4889 utilisée pour cette correction ; (c) le spectre corrigé de NGC 7213. La présence d'une composante large peut être observée dans les raies de la série de Balmer, H β et H γ ; ceci suggère que le gaz est ionisé par une source d'origine non-stellaire (Filippenko & Halpern 1984).

Des modèles de photo-ionisation développés sur un domaine spectral couvrant le visible et l'infrarouge proche montrent que les caractéristiques spectrales des LINERs peuvent être reproduites en utilisant un continu d'origine non-stellaire, des abondances solaires et un paramètre d'ionisation entre 10^{-3} et 10^{-4} (Ho et al. 1993a,b).

D'autres observations suggèrent que certains LINERs sont des noyaux actifs de galaxies de faible luminosité (Ho et al. 1993a) ; ces observations comportent la détection de raies larges de la série de Balmer (Ho et al. 1997a ; Barth et al. 1999) ou encore l'observation d'une source compacte d'émission X (Koratkar et al. 1995), ultraviolet (Barth et al. 1998) et/ou radio (Heckman 1980) associée à la source visible. La Fig. 6.3 montre le spectre d'un LINER avec une composante H β large.

En général, la région nucléaire d'émission des LINERs est concentrée au voisinage du noyau ($r < 200$ pc) ; néanmoins, on observe, dans certains cas, de l'émission de faible ionisation (du type LINER) sur des régions étendues au delà du noyau galactique, couvrant parfois une bonne fraction de la taille de la galaxie ($r < 2$ kpc) ; l'ionisation du gaz dans ces régions « externes » au noyau doit être due à des processus d'origine locale, et pas en relation avec un continu ionisant produit dans le noyau galactique (Filippenko 1996).

6.3.2 L'émission LINER associée aux processus de « cooling flow »

Les amas de galaxies sont des sources X lumineuses ; une fraction importante (40%) des amas de galaxies sélectionnés dans cette région spectrale montrent des processus de

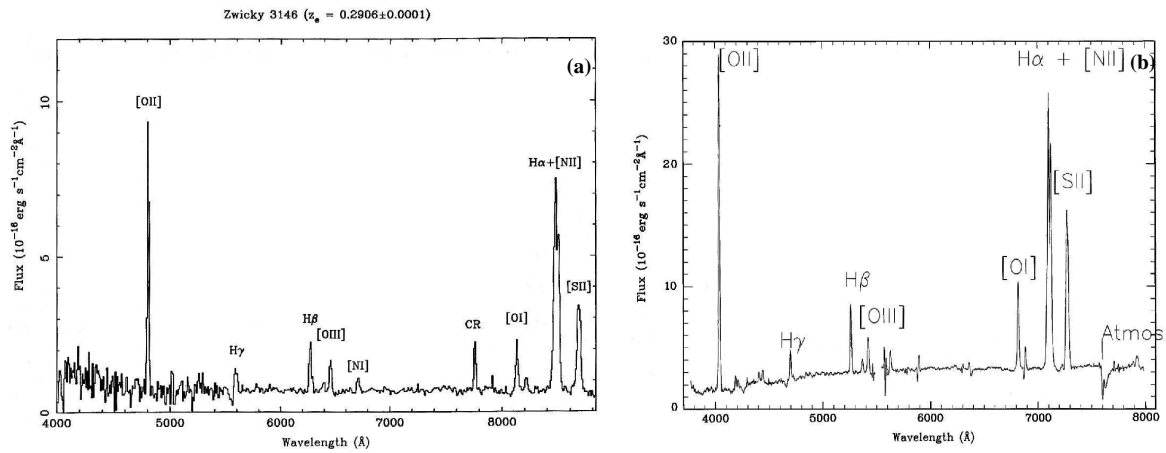


FIG. 6.4: Spectres de deux galaxies au centre d'un amas à « cooling flow » : Zw 3146 (a) et Abell 2597 (b) (Allen et al. 1992 et Voit & Donahue 1997, respectivement); Abell 2597 est aussi une source radio (PKS 2322–12). On peut observer la ressemblance entre les deux spectres, du type LINER; l'émission dans le visible de ces objets paraît être indépendante des caractéristiques radio des galaxies (et donc de la possible ionisation par un AGN), étant plutôt associée à des processus de « cooling flow ».

« cooling flow », déposant plus de $100 M_{\odot}$ par an dans la région centrale de l'amas (Peres et al. 1998). La masse ainsi déposée au centre prend la forme de gaz, de nuages moléculaires froids, ou d'étoiles de faible masse (White et al. 1991, Allen 1995, Allen & Fabian 1997).

La région centrale des amas à « cooling flow » montre souvent des régions d'émission assez lumineuses et étendues (jusqu'à 10 kpc); le spectre de raies en émission de ces régions est de faible ionisation, typique de la classe des LINERs (Nesci et al. 1989; Crawford et al. 1995, 1999; Voit & Donahue 1997). La luminosité des raies en émission dans ces objets est corrélée avec la luminosité en X de l'amas (Donahue et al. 1992; Allen et al. 1992).

L'origine de l'émission du type LINER dans les amas de galaxies à « cooling flow » paraît ne pas être due à des noyaux actifs de galaxie. Cette idée est confirmée par des observations dans plusieurs domaines spectraux : ultraviolet, X, etc.

Les galaxies centrales des amas qui présentent des raies en émission montrent, également, un continu UV/bleu qui est trop important comparé à celui observé dans les galaxies elliptiques géantes « normales »; l'excès d'émission UV/bleu est corrélé avec la luminosité des raies dans le visible. Par ailleurs, les deux régions émissives s'étendent sur approximativement la même distance (5 – 10 kpc). Le continu UV/bleu, ainsi que la luminosité de la raie $H\alpha$, étant bien décrits par des modèles de photo-ionisation par des étoiles chaudes, nous supposons que l'origine de l'émission du type LINER dans ces objets est d'origine stellaire.

Les amas à « cooling flow » ont, généralement, une galaxie centrale lumineuse; ces galaxies sont aussi souvent des radio-sources intenses (Peres et al. 1998). 71% des galaxies cD qui montrent des processus de « cooling flow » sont radio-émissives (Burns 1990); une explication possible est que le gaz qui se dépose au centre alimente l'émission radio (Ball et al. 1993).

Les radio-galaxies associées aux galaxies centrales des amas à « cooling flow » ont une

structure du type FRI ou amorphe (Ball et al. 1993); par ailleurs, les FRIs en général, ainsi que les galaxies centrales des amas à « *cooling flow* », ont des spectres visibles de faible ionisation, du type LINER (Fig. 6.4).

Les LINERs associés aux radio-galaxies sont normalement considérés comme des noyaux actifs de galaxie; par contre, ceux observés dans les amas à « *cooling flow* » ont une émission assez étendue et peuvent être expliqués par des mécanismes d'ionisation tels que de la photo-ionisation par des chocs ou par des étoiles jeunes, formées dans le processus de « *cooling flow* ».

6.3.3 L'émission LINER associée aux ULIGs

La plupart des ULIGs montrent des spectres dans le visible du type Seyfert (40%) ou LINER (40%) (Kim et al. 1998; Wu et al. 1998). Des observations spectroscopiques dans l'infrarouge proche, ainsi que par spectropolarimétrie, montrent qu'aucun des objets classés comme LINER ou région HII ne contient une BLR; tous les objets où une BLR (cachée à notre vue dans les observations directes) a été détectée sont des Seyfert 2s (Veilleux et al. 1997).

Des observations effectuées dans l'infrarouge par Lutz et al. (1998) et Genzel et al. (1998) suggèrent que la source d'énergie dans les ULIGs est d'origine stellaire; la majorité des objets de cette classe qui présentent un spectre visible du type LINER sont des galaxies à flambée d'étoiles, si l'on se base sur les observations dans l'infrarouge. L'émission du type LINER paraît être, dans ces objets, due à la photo-ionisation par chocs (Lutz et al. 1999, Taniguchi et al. 1999, Dudley 1999).

6.4 Les AGNs à raies larges complexes (double-peaked profiles)

Il existe un petit nombre d'objets dont les raies larges de Balmer présentent un profil complexe, en double pic, par exemple : NGC 1097, M 81, 3C 332, 3C 390.3, Arp 102B, etc. (Storchi-Bergmann et al. 1993, 1997; Eracleous & Halpern 1994). Ce type de profil est rare, n'étant observé que dans $\sim 10\%$ des objets radio-émissifs (Eracleous & Halpern 1994).

Les raies montrant de tels profils ont des largeurs très élevées (de l'ordre de $20\,000\text{ km s}^{-1}$, LMH); elles doivent donc être produites assez près de la masse centrale. Il est possible de reproduire les profils en double-pic des raies larges par des modèles avec un disque d'accrétion Képlérien relativiste (Chen & Halpern 1989; Rokaki et al. 1992).

Dumont & Collin-Souffrin (1990a,b,c) ont suggéré qu'une partie des raies larges observées dans les AGNs (les raies de Balmer, de Mg II $\lambda 2798$ et de Fe II) pourraient provenir d'une région à basse température ($\sim 6\,000 - 10\,000\text{ K}$) du disque d'accrétion; cependant, l'intensité de ces raies ne peut être reproduite si la source de l'énergie est une source compacte et située au centre du disque. Les raies de haute excitation seraient, elles, produites dans une autre région, photo-ionisée. Des observations de la galaxie Arp 102B dans l'UV avec le télescope spatial (Halpern et al. 1996) semblent confirmer les résultats de Dumont & Collin-Souffrin; en effet, cet objet ne montre pas de profil en double-pic pour les raies de haute excitation (*e.g.* Ly α , C III] $\lambda 1909$, C IV $\lambda 1549$).

Pour les faibles taux d'accrétion (quelques pourcent du taux d'Eddington), la partie interne du disque Képlérien (mince) devient un tore épais, chaud et optiquement mince

(l'accrétion se fait par « *advection-dominated accretion flow* », Narayan et al. 1996). Dans ces conditions, le disque mince pourrait être chauffé par le rayonnement du tore central chaud.

La fraction du continu stellaire dans les objets à profil en double-pic est beaucoup plus importante que dans les autres BLRGs (Eracleous & Halpern 1994). Dans ces dernières, la composante bleue/UV (associée à la partie interne du disque d'accrétion) est facilement observée; dans le cas des objets à double-pic, la composante interne du disque étant remplacée par un tore d'ions chaud, le « *bump* » bleu/UV disparaît.

Le spectre de raies étroites des objets à profil en double-pic est du type LINER. Ceci est sans doute dû au fait que le rayonnement ionisant n'est plus, comme dans les Seyferts, le rayonnement UV/X du disque d'accrétion interne mince, mais celui d'un tore ionique très chaud ($T \sim 10^{10}$ K) bien qu'aucun modèle de photo-ionisation n'ait été publié. Cela pourrait être la différence fondamentale entre galaxies de Seyfert et LINERs (du moins en ce qui concerne les LINERs qui sont des AGNs); cette différence est directement liée au taux d'accrétion de matière sur le trou noir central, élevé dans les Seyferts, faible ($\leq 1\%$ du taux d'Eddington) dans les LINERs.

Références

- Acosta-Pulido J. A., Vila-Vilaro B., Perez-Fournon I., Wilson A. S., Tsvetanov Z. I., 1996, ApJ 464, 177
- Allen S. W., 1995, MNRAS 276, 947
- Allen S. W., Edge A. C., Fabian A. C. et al., 1992, MNRAS 259, 67
- Allen S. W., Fabian A. C., 1997, MNRAS 286, 583
- Ball R., Burns J. O., Loken C., 1993, AJ 105, 53
- Barth A. J., Ho L. C., Filippenko A. V., Sargent W. L. W., 1998, ApJ 496, 133
- Barth A. J., Filippenko A. V., Moran E. C., 1999, ApJ 515L, 61
- Baum S. A., Zirbel E. L., O'Dea C. P., 1995, ApJ 451, 88
- Binette L., Magris C. G., Stasinska G., Bruzual A. G., 1994, A&A 292, 13
- Binette L., Wilson A. S., Storchi-Bergman T., 1996, A&A 312, 365
- Burns J. O. 1990, AJ 99, 14
- Chen K., Halpern J. P., 1989, ApJ 344, 115
- Crawford C. S., Edge A. C., Fabian A. C. et al., 1995, MNRAS 274, 75
- Crawford C. S., Allen S. W., Ebeling H., Edge A. C., Fabian A. C., 1999, MNRAS 306, 857
- Danzinger I. J., Goss W. M., 1983, MNRAS 202, 703
- Donahue M., Stocke J. T., Gioia I. M., 1992, ApJ 385, 49
- Dudley C. C., 1999, MNRAS 307, 553
- Dumont A. M., Collin-Souffrin S., 1990a, A&A 229, 302
- Dumont A. M., Collin-Souffrin S., 1990b, A&A 229, 313
- Dumont A. M., Collin-Souffrin S., 1990c, A&AS 83, 71
- Eracleous M., Halpern J. P., 1994, ApJS 90, 1

- Fabian A.C., Arnaud K.A., Nulsen P.E.J., Mushotzky R.F., 1986, ApJ 305, 9
- Filippenko A.V., Halpern J.P., 1984, ApJ 285, 458
- Filippenko A.V., 1996, in : *The physics of Liners in view of recent observations*, ASP Conf. Ser. 103, Eracleous M., Koratkar A., Leitherer C., Ho L. (Eds.), pg. 17
- Genzel R., Lutz D., Sturm E. et al., 1998, ApJ 498, 579
- Gonçalves A.C., Véron P., Véron-Cetty M.-P., 1998, A&A 333, 877
- Gonçalves A.C., Véron-Cetty M.-P., Véron P., 1999, A&AS 135, 437
- Halpern J.P., Eracleous M., Filippenko A.V., Chen K., 1996, ApJ 464, 704
- Heckman T.M., 1980, A&A 87, 152
- Heckman T.M., 1987, IAU Symp. 121, 421
- Ho L.C., Filippenko A.V., Sargent W.L.W., 1993a, ApJ 417, 63
- Ho L.C., Shields J.C., Filippenko A.V., 1993b, ApJ 410, 567
- Ho L.C., Filippenko A.V., Sargent W.L.W., Peng C.Y., 1997a, ApJS 112, 391
- Ho L.C., Filippenko A.V., Sargent W.L.W., Peng C.Y. 1997b, ApJS 112, 315
- Huchra J.P., Burg R., 1992, ApJ 393, 90
- Kim D.-C., Veilleux S., Sanders D.B., 1998, ApJ 508, 627
- Koratkar A.P., Deustua S.E., Heckman T. et al. 1995, ApJ 440, 132
- Leahy J.P., 1984, MNRAS 208, 323
- Lutz D., Spoon H.W.W., Rigopoulou D., Moorwood A.F.M., Genzel R., 1998, ApJ 505, L103
- Lutz D., Veilleux S., Genzel R., 1999, ApJ 517, L13
- Maoz D., Koratkar A., Shields J.C. et al., 1998, ApJ 116, 55
- Narayan R., Yi I., Mahadevan R., 1996, A&AS 120, 287
- Nesci R., Gioia I. A., Maccacaro T. et al., 1989, ApJ 344, 104
- Osterbrock D.E., Martel A., 1993, ApJ 414, 552
- Peres C.B., Fabian A.C., Edge A.C. et al., 1998, MNRAS 298, 416
- Rokaki E., Boisson C., Collin-Souffrin S., 1992, A&A 253, 57
- Storchi-Bergmann T., Baldwin J.A., Wilson A.S., 1993, ApJ 410L, 11
- Storchi-Bergmann T., Eracleous M., Ruiz M.T. et al., 1997, ApJ 489, 87
- Tadhunter C., Tsvetanov Z.I., 1989, Nat. 341, 422
- Taniguchi Y., Yoshino A., Ohyama Y., Nishiura S., 1999, ApJ 514, 660
- Tsvetanov Z.I., Morse J.A., Wilson A.S., Cecil G., 1996, ApJ 458, 172
- White D.A., Fabian A.C., Johnstone R.M., Mushotzky R.F., Arnaud K.A., 1991, MNRAS 252, 72
- Wu H., Zou Z.L., Xia X.Y., Deng Z.G., 1998, A&AS 132, 181
- Veilleux S., Sanders D.B., Kim D.-C. 1997, ApJ 484, 92
- Véron-Cetty M.-P., Véron P., 1986, A&AS 65, 241
- Voit G.M., Donahue M., 1997, ApJ 486, 242

NGC 5252 – a Liner undercover^{*}

A.C. Gonçalves, P. Véron, and M.-P. Véron-Cetty

Observatoire de Haute-Provence (CNRS), F-04870 Saint Michel l'Observatoire, France

Received 8 December 1997 / Accepted 4 February 1998

Abstract. Ground based long slit spectroscopic observations of the nuclear region of NGC 5252, and *Hubble Space Telescope* (*HST*) Faint Object Spectrograph (FOS) spectra of the nucleus and two bright knots located 0'36 NE and 0'31 SW from it, show that the nuclear region exhibits the characteristics of a Liner with exceptionally strong [O I] emission, all lines being broad (FWHM $\sim 1\,100\text{ km s}^{-1}$), while the gas outside the nucleus has a typical Seyfert 2 spectrum with relatively narrow lines ($\sim 200\text{--}300\text{ km s}^{-1}$). We suggest that all the emitting gas is photoionized by the hidden non-thermal nuclear source detected through near-infrared (Kotilainen & Prieto 1995) and X-ray (Cappi et al. 1996) observations, the ionizing continuum, in the case of the central Liner, being “filtered” by a matter-bounded highly ionized cloud, hidden from our view by the same material obscuring the central continuum source.

Key words: galaxies: active – galaxies: nuclei – galaxies: Seyfert – galaxies: individual: NGC 5252

1. Introduction

NGC 5252 (1335+04) is a S0 galaxy at a redshift of $z \sim 0.023$. Nuclear spectra have shown it to be a Seyfert 2 galaxy (Véron-Cetty & Véron 1986; Huchra & Burg 1992). However, Osterbrock & Martel (1993) have found a weak broad $H\alpha$ component in the nuclear region; Acosta-Pulido et al. (1996) have confirmed the presence of this broad component, with a measured FWHM of $2\,485 \pm 78\text{ km s}^{-1}$. Using a 3''-diameter aperture, Ruiz et al. (1994) detected the $\text{He I } \lambda 1.083\ \mu\text{m}$ emission line in the nucleus; in addition to a narrow component (527 km s^{-1} FWHM), this line shows a broad feature ($1\,043\text{ km s}^{-1}$ FWHM), which was interpreted as the signature of a Seyfert 1 cloud. Goodrich et al. (1994) have reported a marginal detection of a broad $\text{Pa } \beta$ line.

Send offprint requests to: A.C. Gonçalves,
(e-mail: anabela@obs-hp.fr)

^{*} Based on observations collected at the Observatoire de Haute-Provence (CNRS, France) and *Hubble Space Telescope* data obtained from the Space Telescope European Coordinating Facility (ST-ECF) Archive.

Table 1. OHP and *HST* observing log

ID Label	Target	Date	Exposure Time (s)	
Y2YZ010BT	Nucleus	17.01.96	1 000	<i>HST</i>
Y2YZ010CT	NE knot	17.01.96	1 190	<i>HST</i>
Y2YZ010ET	SW knot	17.01.96	1 600	<i>HST</i>
NGC 5252 $H\beta$		06.03.97	1 200	OHP
NGC 5252 $H\alpha$		09.03.97	1 200	OHP

Unger et al. (1987), having obtained a high resolution ($0.75\ \text{\AA}$) slit spectrum of the nuclear region of NGC 5252, found the [O III] $\lambda\lambda 4959, 5007$ lines to be double with a velocity separation of $\sim 180\text{ km s}^{-1}$. Acosta-Pulido et al. (1996) obtained a $2.0\ \text{\AA}$ resolution spectrum centered on the nucleus; this spectrum, covering the red spectral region, was extracted on a length of 4'6 along the slit, which was 1'0 wide. The [S II] $\lambda\lambda 6716, 6731$ and $H\alpha$ + [N II] $\lambda\lambda 6548, 6584$ complexes were fitted with two Gaussians for each line, the velocity difference between the two components being $\sim 200\text{ km s}^{-1}$; the need for an additional broad $H\alpha$ component was already mentioned above.

Images taken in the light of the [O III] $\lambda 5007$ line reveal a sharply defined biconical structure extending to a maximum radius of $48''$, corresponding to 32 kpc , if $H_0 = 50\text{ km s}^{-1}\text{ Mpc}^{-1}$ (Tadhunter & Tsvetanov 1989). Spectra (Durret & Warin 1990) and images in the light of [O III] $\lambda 5007$ and $H\alpha$ + [N II] (Haniff et al. 1991; Prieto & Freudling 1996) show that the gas outside the nucleus has a very high $\lambda 5007/H\beta$ ratio. *HST* narrow band images show that three bright knots dominate the line emission in the innermost 1''; they are aligned along $\text{PA} \sim 35^\circ$ with a total separation of $\sim 0'7$ and are embedded in fainter diffuse gas (Tsvetanov et al. 1996).

J, H and K imaging with a seeing of $1'5\text{--}1'7$ suggests the presence, in the nucleus, of a heavily reddened ($A_V \sim 6\text{ mag}$) non stellar source (Kotilainen & Prieto 1995). ASCA observations show that NGC 5252 is a relatively strong X-ray source ($L_{X(0.7\text{--}10\text{keV})} = 2.6\ 10^{43}\text{ erg s}^{-1}$). A description of the spectrum with a single power law is ruled out; there is evidence for a strong soft excess. The best-fit partial covering model results in a flat ($\Gamma \sim 1.45 \pm 0.2$) power-law continuum emitted by a source almost completely covered (at $\sim 94\text{--}97\%$) by neutral

Table 2. Line profile fitting results for the OHP and *HST* spectra. Fluxes are in units of 10^{-16} erg cm $^{-2}$ s $^{-1}$. FWHMs have been corrected for instrumental broadening

	F(H α)	$\frac{\lambda 6584}{\text{H}\alpha}$	$\frac{\lambda 6300}{\text{H}\alpha}$	V (km s $^{-1}$)	FWHM (km s $^{-1}$)	F(H β)	$\frac{\lambda 5007}{\text{H}\beta}$	V (km s $^{-1}$)	FWHM (km s $^{-1}$)
OHP	84	1.05	0.26	141	165	57	7.04	96	200
	231	0.90	0.29	-116	265	66	8.38	-146	225
	153	0.90	0.73	-261	1 460	66	3.59	-134	1 080
<i>HST</i> (SW knot)	19	1.03	0.29	114	230	5	7.09	99	210
<i>HST</i> (NE knot)	40	0.88	0.26	-240	340	7	11.11	-235	305
<i>HST</i> (Nucleus)	50	1.44	1.35	-124	530	21	3.58	-182	580
	137	0.63	0.49	-427	1 590	36	2.72	-501	1 760
OHP - <i>HST</i> (Nuc)	101	1.01	0.23	132	195	68	6.73	96	240
	189	0.82	0.19	-124	225	66	8.39	-151	245

matter ($N_{\text{H}} \sim 4.3 \cdot 10^{22}$ cm $^{-2}$) (Cappi et al. 1996). For galactic X-ray sources, the hydrogen column density N_{H} and the visual extinction A_{V} follow the relation: $A_{\text{V}} \sim 5 \cdot 10^{-22} N_{\text{H}}$ (Gorenstein 1975; Reina & Tarengi 1973). If this is valid for galactic nuclei, the observed X-ray extinction would imply a visual extinction of ~ 20 mag. Although this is significantly larger than the value derived from near IR observations, it confirms that the nuclear source is heavily reddened. Spectropolarimetry allowed only a marginal detection of a broad H α component (Young et al. 1996).

The presence of a broad H α component in a Seyfert galaxy in which the nucleus is heavily obscured was surprising and induced us to observe this object.

2. Observations and data analysis

2.1. Observations

NGC 5252 was observed on March 6 and 9, 1997 with the spectrograph CARELEC (Lemaître et al. 1989) attached to the Cassegrain focus of the Observatoire de Haute-Provence 1.93m telescope. The detector was a 512×512 pixel, 27×27 μm Tektronic CCD. We used a 600 l mm^{-1} grating giving a dispersion of 66 \AA mm^{-1} . A Schott GG 435 filter was used in the red spectral range, $\lambda\lambda 6305\text{--}7215 \text{ \AA}$; the wavelength range covered in the blue was $\lambda\lambda 4825\text{--}5730 \text{ \AA}$.

The slit width was $2''0$, corresponding to a projected slit width on the detector of $50 \mu\text{m}$ or 1.9 pixel; the slit P.A. was 90° for the blue spectrum and 180° for the red one. In each case, the galaxy nucleus was centered on the slit and 3 columns of the CCD ($\sim 3''2$) were extracted. The seeing was $\sim 3''$ on both nights; the resolution, as measured on the night sky emission lines, was $\sim 3.5 \text{ \AA FWHM}$ in the blue, and $\sim 3.0 \text{ \AA FWHM}$ in the red regions. The spectra were flux calibrated using the standard star Feige 66 (Massey et al. 1988), also used to correct the observations for the atmospheric absorption.

To supplement our own observations, we searched the *HST* archives for spectra of the central region of NGC 5252. Three FOS (description by Ford & Hartig 1990) spectra were retrieved, corresponding to the nucleus and the two knots located

$0'36$ NE and $0'31$ SW from it (details are given in Table 1). All three *HST* spectra were obtained under the same setting conditions, with the G570H grating ($4.37 \text{ \AA diode}^{-1}$) and the FOS/RED detector (a 512 diodes linear array), resulting in a spectral range of $\sim \lambda\lambda 4570\text{--}6820 \text{ \AA}$; a single $0'26$ -diameter circular aperture was used. The spectra were submitted to the usual processes of substepping and overscanning, resulting in a 2 064 pixel coverage. Since each diode corresponds to $0'31$ in the dispersion direction, the resolution was estimated at about 3.7 \AA FWHM . The *HST* data were processed by the calibration pipeline *Calfos*, which includes flat-fielding, subtraction of the background and sky, and wavelength and flux calibrations. All (*HST* and OHP) spectra were deredshifted to rest wavelengths with $z = 0.023$.

The observing log is given in Table 1.

2.2. Data analysis

The presence of an old star population with many strong absorption lines can make the line fitting analysis difficult, especially in the blue spectral region. Bica (1988) has shown this old star population to have similar spectra in all Morgan (1958, 1959) classes; therefore, a suitable fraction of the spectra of the elliptical galaxies NGC 5982 and NGC 4365 (used as templates for the blue and red spectra, respectively) was subtracted from the observations to remove the old stellar population contribution. NGC 5982 was observed on March 6, 1997 with the same instrumental setting used for NGC 5252, while NGC 4365 was observed on February 28, 1984 with the Boller & Chivens spectrograph and the Image Dissector Scanner attached to the Cassegrain focus of the ESO 3.6 m telescope at La Silla; the dispersion was 59 \AA mm^{-1} and the resolution, 4.5 \AA FWHM . The subtraction of these template spectra from our observations resulted in much smoother continua and corrected the flux of the Balmer emission lines for the underlying Balmer absorption.

Inspection of our two-dimensional spectra shows the lines to be double and spatially extended in the nuclear region, confirming earlier results. *HST* and OHP spectra were analysed in terms of Gaussian components, as described in Véron et al. (1997). The emission lines H α , [N II] $\lambda\lambda 6548, 6584$, [S II] $\lambda\lambda$

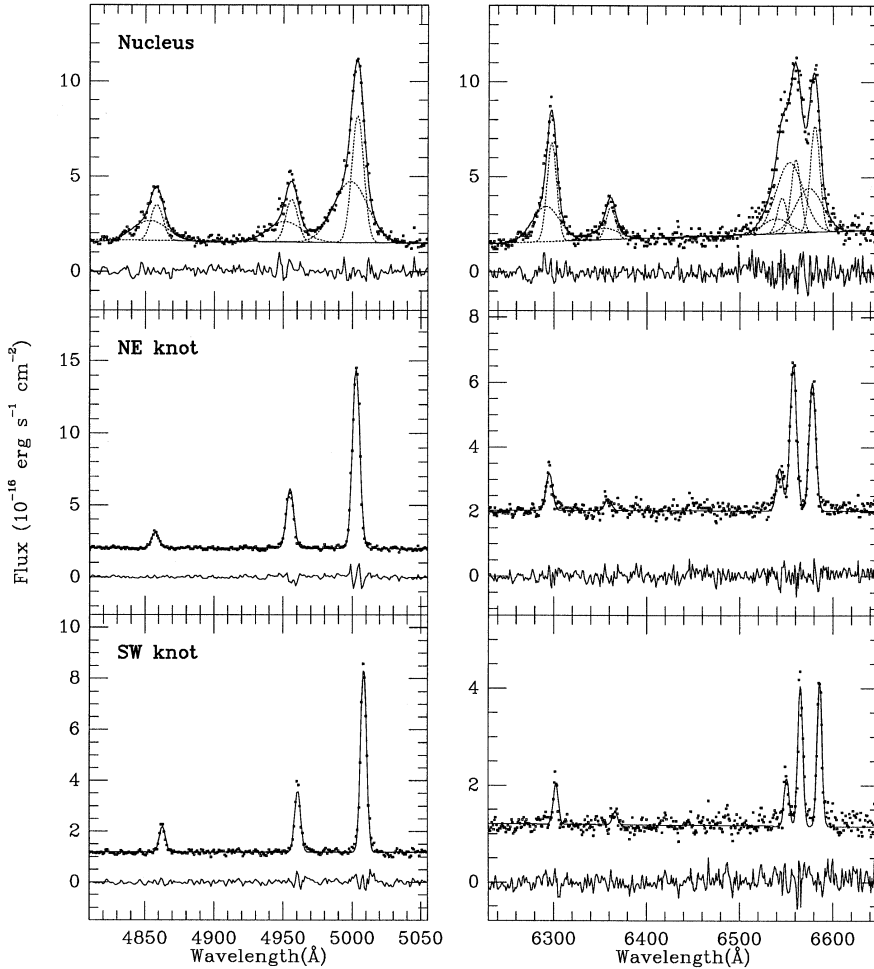


Fig. 1. Rest-wavelength *HST* spectra of the nucleus and knots, showing the spectral regions around $H\beta$ and $H\alpha$. The data points are represented as small squares and the best fit as a solid line; the lower line shows the residuals. On the upper panels (spectra of the nucleus), the individual components are also drawn. All spectra were shifted upwards, so the continuum and residuals do not overlap; the origin of the vertical (flux) scales are, therefore, arbitrary

6716, 6731 and $[O\text{I}]\lambda\lambda$ 6300, 6363 (or $H\beta$ and $[O\text{III}]\lambda\lambda$ 4959, 5007) were fitted by one or several sets of seven (three) Gaussian components; the width and redshift of each component in a set were taken to be the same. Therefore, in addition to the line intensities, the free parameters for each set of lines are one width and one redshift. The intensity ratios of the $[N\text{II}]\lambda\lambda$ 6548, 6584, $[O\text{III}]\lambda\lambda$ 4959, 5007 and $[O\text{I}]\lambda\lambda$ 6300, 6363 lines were taken to be equal to 3.00, 2.96 and 3.11, respectively (Osterbrock 1974).

Fitting our large aperture red spectrum with two sets of Gaussians gives unsatisfactory results, with large residuals not only for the $H\alpha+[N\text{II}]$ complex, but also for the $[O\text{I}]$ lines, which have an obvious blue wing. The best solution is not obtained by adding a broad $H\alpha$ component, but rather a third set of Gaussians. This third set of components has a relatively broad width ($\sim 1460\text{ km s}^{-1}$), $\lambda 6584/H\alpha = 0.90$ and extremely strong $[O\text{I}]$ lines ($\lambda 6300/H\alpha = 0.73$). We obtained only an upper limit to the strength of the broad component of the $[S\text{II}]$ lines; while the total $[S\text{II}]$ flux relative to $H\alpha$ for the two narrow components is 1.2 and 0.9 respectively, this ratio is < 0.5 for the broad component. The same model, with three sets of components, also succeeds in matching the blue spectrum, one set having a large width ($\sim 1080\text{ km s}^{-1}$) and $\lambda 5007/H\beta = 3.59$. The width found

for the $H\alpha$ component is much larger than that of the equivalent $H\beta$ line; this, however, may not be significant since the errors in the $H\alpha$ width should be larger, the narrow $H\alpha$ and $[N\text{II}]$ components having a considerable relative strength. This “broad” line component has the characteristics of a Liner, while the two “narrow” line components are Seyfert 2-like, with weak $[O\text{I}]$ lines and strong $[O\text{III}]$ emission (see Table 2). Although the width of the “broad” component may seem large for a Seyfert 2 or a Liner, it is not exceptional as the line width of the prototype Seyfert 2 galaxy NGC 1068 is $\sim 1500\text{ km s}^{-1}$ (Marconi et al. 1996).

We found no evidence for the presence of broad Balmer components typical of Seyfert 1 nuclei. The broad $H\alpha$ component observed by Osterbrock & Martel (1993) and Acosta-Pulido et al. (1996) does not really seem to exist; this feature is rather due to the unresolved blend of the $H\alpha$ and $[N\text{II}]$ components. Whittle (1985) has mentioned the possibility of misidentifying weak relatively broad wings to the $H\alpha$ and $[N\text{II}]$ lines with a broad ($\sim 2000\text{ km s}^{-1}$) $H\alpha$ component; we have an illustration of such a possibility in IRAS 13197–1627: Aguero et al. (1994) have fitted $H\beta$ and the $H\alpha+[N\text{II}]$ complex with a set of narrow Gaussian components, adding a broad component

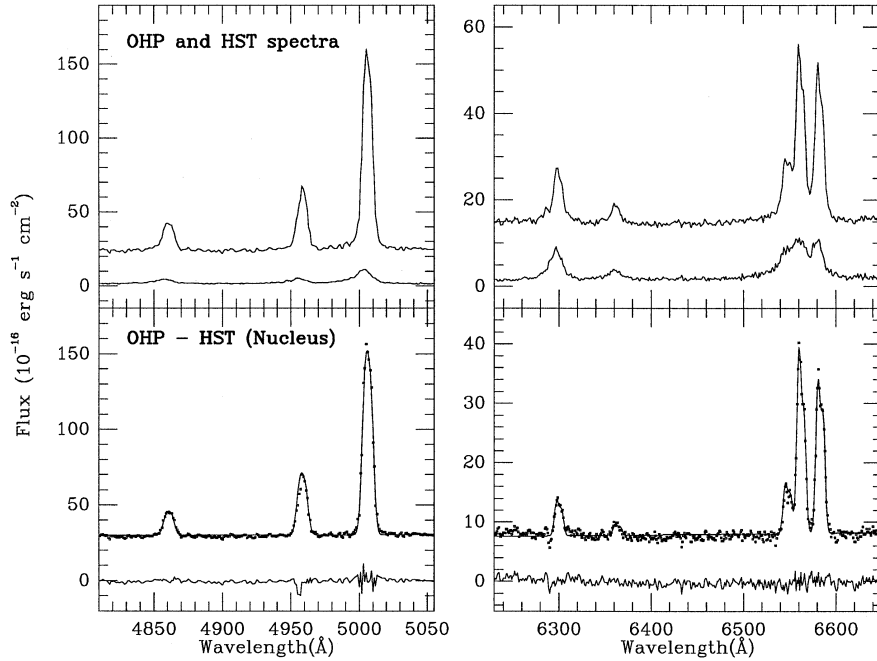


Fig. 2. The upper panels show the larger aperture OHP spectra (upper curves) and the *HST* nuclear spectra (lower curves), at rest-wavelengths. The lower panels show the difference of the two spectra (small squares), the best fit with two sets of narrow components (solid line) and the residuals (lower solid line). The spectra in the lower panel were shifted upwards by an arbitrary amount for clarity

to the Balmer lines; however, Young et al. (1996) showed that the $H\alpha + [N II]$ complex can be very satisfactorily fitted by two sets of Gaussians (with FWHMs of 400 and 1350 km s^{-1} and a $\lambda 6584/H\alpha$ ratio of 1.94 and 1.35, respectively) without adding a broad $H\alpha$ component.

Fitting the *HST* spectra showed that both the NE and SW knots (Fig. 1) have Seyfert 2-like spectra with relatively narrow lines (~ 325 and 220 km s^{-1} FWHM respectively, corrected for the instrumental broadening) and a velocity difference of $\sim 345 \text{ km s}^{-1}$ (the SW knot being redshifted with respect to the NE knot). The observed line ratios are $\lambda 5007/H\beta = 11.11$ (7.09), $\lambda 6300/H\alpha = 0.26$ (0.29) and $\lambda 6584/H\alpha = 0.88$ (1.03) for the NE (SW) knot, respectively. The nucleus spectrum (Fig. 1) is quite different: the lines are broad and have a complex profile; they have been fitted with two sets of components and have line ratios typical of Liners (see Table 2).

Our larger aperture ($2'' \times 3''.2$) included both the nucleus and the two bright knots (Fig. 2, upper panels). Subtracting the *HST* nucleus spectrum from our own, without any scaling, resulted in a spectrum which is well fitted by a set of two narrow components (Fig. 2, lower panels) showing that the broad lines come exclusively from the small $0''.26$ aperture centered on the nucleus. The velocity difference between the two narrow line systems in the resulting spectrum is $\sim 250 \text{ km s}^{-1}$, the FWHM is approximately the same in both systems ($\sim 225 \text{ km s}^{-1}$) and the line ratios ($\lambda 5007/H\beta = 8.39$ (6.73), $\lambda 6300/H\alpha = 0.19$ (0.23) and $\lambda 6584/H\alpha = 0.82$ (1.01) for the blueshifted and redshifted components, respectively) are very similar to those measured on the bright knots. The sum of the $H\alpha$ fluxes of the two knots is equal to $\sim 20\%$ of the total $H\alpha$ flux measured on the differential (OHP – *HST*) spectrum, confirming the finding of Tsvetanov et al. (1996), that the knots are embedded in faint diffuse gas.

3. Discussion and conclusions

The ionization mechanism within Liners is still a subject of debate, mainly because their emission line spectrum can be reasonably reproduced by very different models, based on shock excitation, hot stars, or non-stellar photoionization. It has been shown that Liners and Seyfert 2 galaxies could be photoionized by the same non-thermal continuum, with a lower ionization parameter for Liners. The ionization parameter U ($U = Q / (4\pi r^2 c n_e)$) is the number of available ionizing photons by hydrogen atom (Q is the number of Lyman continuum photons emitted by the source per second, r the distance of the emitting gas from the source, n_e the electron density of the cloud and c the speed of light). Ferland & Netzer (1983) showed that Seyfert 2s correspond to $U \sim 3 \cdot 10^{-3}$ and Liners to $U \sim 3 \cdot 10^{-4}$.

Halpern & Steiner (1983) suggested that dilution of the input continuum could be obtained if cold clouds with column density $N_H = 10^{22} \text{ cm}^{-2}$, typical of broad-line clouds in Seyfert 1 galaxies, were covering a fraction f of the continuum as seen from the narrow-line region. The effect of covering is almost equal to a decrease in the ionization parameter U by a factor $(1-f)$. Liner spectra would be obtained for $f \sim 0.90-0.98$. Schultz & Fritsch (1994) and Binette et al. (1996) have proposed very similar models to produce Liner spectra in which an average AGN continuum is distorted or “filtered” by matter-bounded clouds, hidden from view by obscuring material. An intervening ionized cloud with $\log N_H = 20$ would reduce the ionization parameter by a factor of ~ 10 . Binette et al. argue that, in these models, the predicted $\text{He II } \lambda 4686/H\beta$ ratio is < 0.01 , in agreement with the fact that no reliable detection of He II has been reported in Liners, while if U is simply reduced, as proposed in the Halpern & Steiner model, without altering the shape of the ionizing spectrum, the expected $\lambda 4686/H\beta$ ratio

is ~ 0.15 . In the case of NGC 5252, the He II line could not be firmly detected on the *HST* nucleus spectrum; nevertheless, an upper limit to the relative flux of this line to H β can be estimated at ~ 0.10 , which does not allow us to decide between the two models.

In NGC 5252, a Seyfert 2 and a Liner are simultaneously present. Both near-IR and X-ray observations reveal the presence of an obscured non-stellar nuclear source. This source is most probably responsible for the ionization of the Seyfert 2 nebulosity. We suggest that the Liner is also ionized by this nuclear source, attenuated by an intervening matter-bounded cloud hidden from view by the same material which obscures the nuclear source; the “filtering” material would only partially cover the ionizing source, the Seyfert 2 clouds “seeing” directly this source without any intervening matter.

Acknowledgements. This research has made use of the NASA/IPAC extragalactic database (NED), which is operated by the Jet Propulsion Laboratory, Caltech, under contract with the National Aeronautics and Space Administration. A.C. Gonçalves acknowledges support from the *Junta Nacional de Investigação Científica e Tecnológica*, Portugal, during the course of this work (PhD. grant PRAXIS XXI/BD/5117/95).

References

- Acosta-Pulido J.A., Vila-Vilaro B., Perez-Fournon I., Wilson A.S., Tsvetanov Z.I., 1996, *ApJ* 464, 177
- Aguero E.L., Calderon J.H., Paolantonio S., Boedo E.S., 1994, *PASP* 106, 978
- Bica E., 1988, *A&A* 195, 76
- Binette L., Wilson A.S., Storchi-Bergman T., 1996, *A&A* 312, 365
- Cappi M., Mihara T., Matsuoka M. et al., 1996, *ApJ* 456, 141
- Durret F., Warin F., 1990, *A&A* 238, 15
- Ferland G.J., Netzer H., 1983, *ApJ* 264, 105
- Ford H.C., Hartig G.F., 1990, *Faint Object Spectrograph Instrument Handbook*, Baltimore (STScI)
- Goodrich R.W., Veilleux S., Hill G.J., 1994, *ApJ* 422, 521
- Gorenstein P., 1975, *ApJ* 198, 95
- Halpern J.P., Steiner J.E., 1983, *ApJ* 269, L37
- Haniff C.A., Ward M.J., Wilson A.S., 1991, *ApJ* 368, 167
- Huchra J.P., Burg R., 1992, *ApJ* 393, 90
- Kotilainen J.K., Prieto M.A., 1995, *A&A* 295, 646
- Lemaître G., Kohler D., Lacroix D., Meunier J.-P., Vin A., 1989, *A&A* 228, 546
- Marconi A., van der Werf P.P., Moorwood A.F.M., Oliva E., 1996, *A&A* 315, 335
- Massey P., Strobel K., Barnes J.V., Anderson E., 1988, *ApJ* 328, 315
- Morgan W.W., 1958, *PASP* 70, 364
- Morgan W.W., 1959, *PASP* 71, 394
- Osterbrock D.E., 1974, *Astrophysics of gaseous nebulae*. Freeman and company, San Francisco
- Osterbrock D.E., Martel A., 1993, *ApJ* 414, 552
- Prieto M.A., Freudling W., 1996, *MNRAS* 279, 63
- Reina C., Tarenghi M., 1973, *A&A* 26, 257
- Ruiz M., Rieke G.K., Schmidt G.D., 1994, *ApJ* 423, 608
- Schultz H., Fritsch C., 1994, *A&A* 291, 713
- Tadhunter C., Tsvetanov Z.I., 1989, *Nat.* 341, 422
- Tsvetanov Z.I., Morse J.A., Wilson A.S., Cecil G., 1996, *ApJ* 458, 172
- Unger S.W., Pedlar A., Axon D.J. et al., 1987, *MNRAS* 228, 671
- Véron-Cetty M.-P., Véron P., 1986, *A&AS* 65, 241
- Véron P., Gonçalves A.C., Véron-Cetty M.-P., 1997, *A&A* 319, 52
- Whittle M., 1985, *MNRAS* 216, 817
- Young S., Hough J.H., Efstathiou A. et al., 1996, *MNRAS* 281, 1206

KUG 1031+398 et la région d'émission intermédiaire (ILR)

Dans ce chapitre nous présentons une étude observationnelle concernant la galaxie KUG 1031+398, pour laquelle Mason et al. (1996) ont trouvé des indices de la présence d'une région émissive « intermédiaire » entre la BLR et la NLR — la ILR. L'analyse de nos spectres, obtenus au 1,93 m de l'OHP, montre que KUG 1031+398 est un objet à « spectre de transition » assez complexe; notre interprétation des données montre que l'existence d'une ILR n'est pas nécessaire pour expliquer les caractéristiques spectrales de cet objet. L'existence de telle région « intermédiaire » reste, donc, à prouver.

7.1 La région d'émission « intermédiaire » (ILR)

Le modèle standard suppose l'existence de deux régions d'émission de raies dans la région nucléaire des galaxies actives. Une, compacte (< 1 pc), localisée près de la source centrale d'ionisation, a des densités électroniques $\gg 10^8$ cm $^{-3}$; c'est dans cette région, la BLR, que sont produites les raies larges (largeurs à mi-hauteur de l'ordre de milliers de kilomètres par seconde). L'autre, plus étendue et plus éloignée de la source centrale (10 – 1 000 pc), a des densités plus faibles ($N_e \sim 10^5$ cm $^{-3}$) et émet des raies dont la largeur à mi-hauteur fait quelques centaines de kilomètres par seconde : c'est la NLR.

Il semble exister un espace dépourvu d'émission entre les deux régions émettrices (c'est-à-dire que l'on ne détecte pas de raies produites entre la BLR et la NLR). Ceci se traduit par le fait que la plupart des objets ont des spectres qui peuvent être parfaitement ajustés par des composantes associées soit à l'une, soit aux deux régions d'émission mentionnées ci-dessus. Cette région dépourvue d'émission peut être expliquée par la présence de poussières mélangées au gaz (Netzer & Laor 1993). Cependant, l'existence d'une région d'émission de raies localisée entre la BLR et la NLR dont les vitesses et les densités seraient « intermédiaires » par rapport à ces deux régions, ne serait pas surprenante. Une telle région porte le nom de ILR.

Plusieurs auteurs ont trouvé des ailes dans les raies interdites de quelques Seyfert 1s (Crenshaw & Peterson 1986, van Groningen & de Bruyn 1989), indiquant la présence

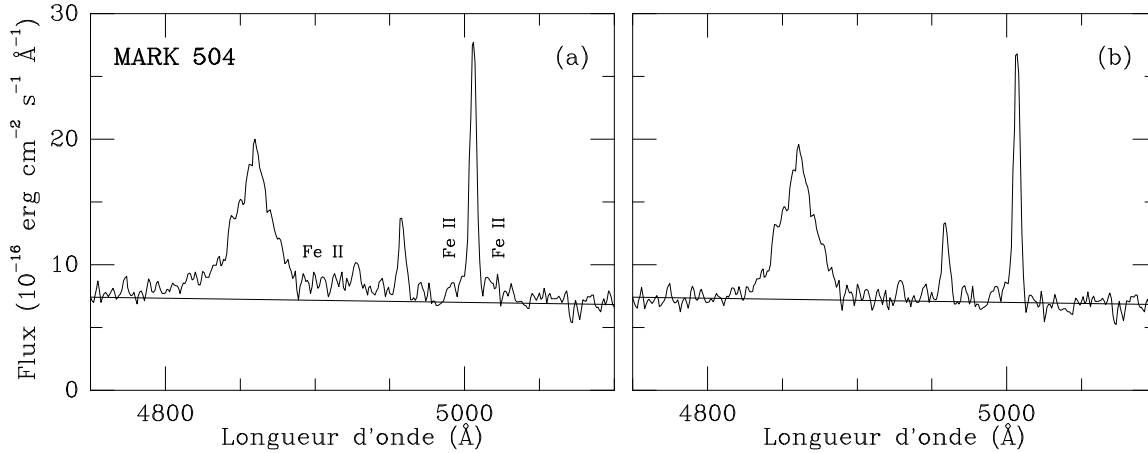


FIG. 7.1: La figure montre le spectre bleu de la galaxie Markarian 504 (une NLS1) avant (a) et après (b) la correction du mélange de la série des raies du Fe II; cette correction a été faite à l'aide d'un « template » construit à partir du spectre de la galaxie I Zw 1. Spectre et template ont été obtenus au télescope de 1,93 m de l'OHP avec une résolution d'environ $3,4 \text{ \AA}$ (LMH). Sur les deux figures, nous avons tracé la ligne du continu de façon à mieux estimer les différences entre les spectres. Le mélange de raies du Fe II autour des raies de [O III] peut être facilement pris par une composante large ou « intermédiaire » de celles-ci, d'où l'importance d'une bonne correction des spectres avant l'analyse. Dans le panneau (b), nous observons une trace de Fe II sur l'aile bleue de la raie de [O III] $\lambda 5007$, sans doute un petit résidu résultant de la correction effectuée sur le spectre en (a).

d'une composante « intermédiaire » dans ces objets. Cependant, les galaxies étudiées étaient généralement des NLS1s; celles-ci montrent souvent des mélanges de séries de raies en émission du Fe II qui compliquent l'analyse des spectres et simulent la présence d'une composante « intermédiaire » dans les raies de [O III] $\lambda\lambda 4959, 5007$ (Fig.7.1).

En résumé, jusqu'à présent, nous n'avons pas connaissance d'observations confirmant l'existence d'une ILR dans les objets du type Seyfert.

7.2 KUG 1031+398

KUG 1031+398 (ou 2RE J1034+396) est une galaxie à décalage vers le rouge égal à 0,042. Son spectre dans le visible montre des raies de Balmer dont la largeur à mi-hauteur est faible (1500 km s^{-1}); cet objet a donc été classé comme une NLS1 (Puchnarewicz et al. 1995). Contrairement à la plupart de ces objets, KUG 1031+398 ne montre pas une forte émission en Fe II.

Cette galaxie a été étudiée, entre autres, par Mason et al. (1996) qui ont obtenu des spectres dans le visible du noyau avec une fente de $1,5''$ de largeur. Les spectres, dont la résolution vaut $\sim 2 \text{ \AA}$ (LMH), ont été analysés en termes de composantes gaussiennes. Leur interprétation des données suggérerait la présence d'une composante « intermédiaire » en termes de la vitesse; le rapport [O III] $\lambda 5007 / H\beta$ correspondant était plus petit que

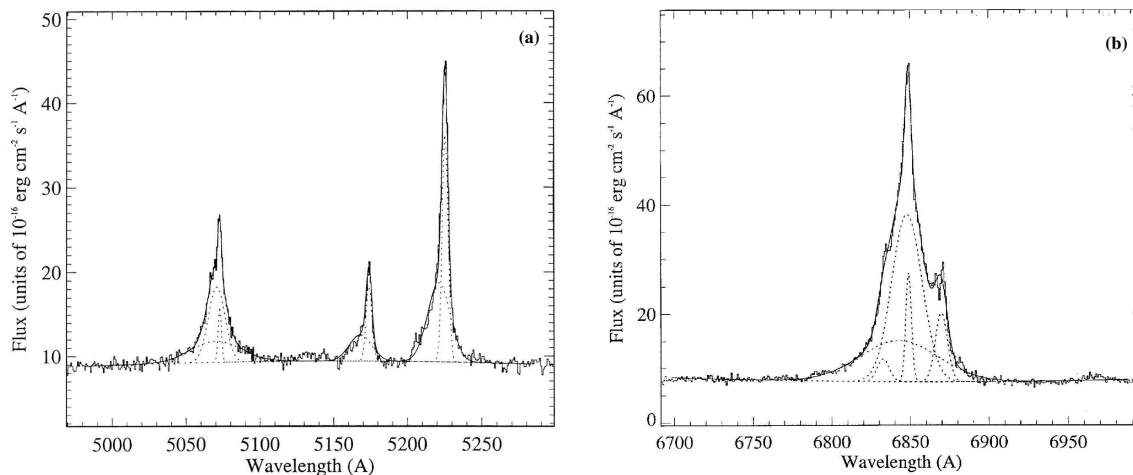


FIG. 7.2: La figure montre les spectres de la galaxie KUG 1031+398 obtenus par Mason et al. (1996). Les traits continus correspondent à l'ajustement par gaussiennes des données; en pointillés, les composantes individuelles utilisées pour cet ajustement. Les caractéristiques de ces spectres sont similaires à celles des « spectres de transition » étudiés dans le Chapitre 5.

pour la composante étroite, ce qui serait en accord avec une densité plus élevée dans la région « intermédiaire ».

Nous nous sommes intéressés à cet objet car les spectres publiés par Mason et al., reproduits dans la Fig. 7.2, sont typiques d'un objet à « spectre de transition » : en effet, nous pouvons constater que les raies $H\beta$ et $[O III] \lambda\lambda 4959, 5007$ montrent des profils différents; de même, le spectre rouge montre des caractéristiques inattendues, notamment une raie de $[N II] \lambda 6584$ plus faible que celle de $[N II] \lambda 6548$, alors qu'elle devrait être trois fois plus intense (le rapport de ces raies, fixé par des arguments de la physique atomique, est donné par Osterbrock (1989) : $[N II] \lambda 6583/[N II] \lambda 6548 = 3,0$).

Ayant trouvé ces caractéristiques très curieuses, nous avons décidé d'observer cet AGN et vérifier l'hypothèse qu'il s'agit bien d'un objet à « spectre de transition », tel que ceux étudiés dans le Chapitre 5. Pour cela, nous avons obtenu des spectres de la région nucléaire au télescope de 1,93 m. Ces spectres ont été analysés en termes de composantes gaussiennes, comme décrit dans le Chapitre 5; la procédure suivie dans le cas de KUG 1031+398 est décrite en détail dans l'article présenté en fin de chapitre (Gonçalves, Véron & Véron-Cetty 1999).

Les résultats de cette étude montrent qu'il existe des objets « composites » assez complexes dont le noyau contient des nuages associés à plusieurs régions émettrices. Dans le cas de KUG 1031+398, nous observons de l'émission du type Seyfert 2, plus de l'émission associée à une région H II, toutes les deux provenant de la NLR; on observe également de l'émission associée à la BLR, mais aucun indice n'a été trouvé de la présence d'une composante « intermédiaire » dans le spectre de KUG 1031+398. Cet objet étant le seul pour lequel une telle région avait été fermement signalée, l'existence d'une ILR reste donc à prouver.

Références

- Crenshaw D. M., Peterson B. M., 1986, *PASP* 98, 185
- Gonçalves A. C., Véron P., Véron-Cetty M.-P., 1999, *A&A* 341, 662
- Mason K. O., Puchnarewicz E. M., Jones L. R., 1996, *MNRAS* 283, L26
- Netzer H., Laor A., 1993, *ApJ* 404, L51
- Osterbrock D. E., 1987, *Lecture Notes in Physics* 307, 1
- Osterbrock D. E., 1989, *Astrophysics of gaseous nebulae and active galactic nuclei*, University Science Books, Mit Valley
- Puchnarewicz E. M., Mason K. O., Siemiginowska A., Pounds K. A., 1995, *MNRAS* 276, 20
- van Groningen E., de Bruyn A. G., 1989, *A&A* 211, 293

The emission-line spectrum of KUG 1031+398 and the intermediate line region[★]

A.C. Gonçalves, P. Véron, and M.-P. Véron-Cetty

Observatoire de Haute-Provence (CNRS), F-04870 Saint Michel l'Observatoire, France

Received 13 August 1998 / Accepted 29 October 1998

Abstract. We present results based on the analysis of optical spectra of KUG 1031+398, a Narrow Line Seyfert 1 (NLS1) galaxy for which Mason et al. (1996) reported evidence for a line-emitting region “intermediate” (both in terms of velocity and density) between the conventional broad and narrow line regions (BLR and NLR, respectively). From our observations and modelling of the spectra, we get a consistent decomposition of the line profiles into four components: an extended H II region with unresolved lines, two distinct Seyfert-type clouds identified with the NLR, and a relatively narrow “broad line” component emitting only Balmer lines but no forbidden lines. Therefore, and although we find this object to be exceptional in having line-emission from the BLR with almost the same width as the narrow lines, our interpretation of the data does not support the existence of an “intermediate” line region (ILR).

Key words: galaxies: active – galaxies: individual: KUG 1031+398 – galaxies: Seyfert

1. Introduction

1.1. The intermediate line region

It is commonly accepted that line-emission in AGNs comes from two well separated regions: one, compact (smaller than 1 pc) and lying close to the central engine, has a high electron density ($N_e > 10^8 \text{ cm}^{-3}$) and is responsible for the production of broad (FWHM \sim thousands of km s^{-1}) permitted lines – the BLR; the other, more extended and lying further away from the central source (10–1 000 pc), has lower electron densities ($10^3 \leq N_e \leq 10^5 \text{ cm}^{-3}$) and emits lines with a lower velocity dispersion (\sim hundreds of km s^{-1}) – the NLR.

A line-emission “gap” is usually observed between the two regions, most objects showing an optical spectrum which can be fitted by line profiles corresponding to clouds belonging to one or the other line-emitting regions. This line-emission gap can be explained by the presence of dust mixed with the gas (Netzer & Laor 1993). Nevertheless, the existence of an intermediate

region, both in terms of velocity and density, is expected; in such a region, the [O III] lines would be partially collisionally de-excited¹ and show substantially broadened wings (Shields 1978). This ILR should not be confused with the ILR found in QSOs by Brotherton et al. (1994), which is much smaller and denser, with a velocity dispersion of the order of $2\,000 \text{ km s}^{-1}$ and density $\sim 10^{10} \text{ cm}^{-3}$.

Mason et al. (1996) presented high-resolution (2 \AA) optical spectroscopic observations of KUG 1031+398. The model they used to fit the data revealed a line-emitting region with lines of intermediate width (FWHM $\sim 1\,000 \text{ km s}^{-1}$); according to Mason et al., this region would dominate the Balmer lines profile, being also a significant contributor to the [O III] $\lambda\lambda 4959, 5007$ lines, with a flux ratio $\lambda 5007/\text{H}\beta = 1.4$, suggesting an intermediate density.

Osterbrock (1978) thought that he had detected, in a few Seyfert 1 galaxies, faint wings to the [O III] lines with essentially the same widths as the Balmer lines. Crenshaw & Peterson (1986) and van Groningen & de Bruyn (1989) have found broad wings in the [O III] lines of a number of Seyfert 1 galaxies, implying the presence, in these objects, of an ILR with a density of a few times 10^6 cm^{-3} , similar to the one reported in KUG 1031+398; however, all these objects show strong Fe II emission, and the observed broad [O III] components could be due to an inaccurate removal of the Fe II blends (Boroson & Green 1992).

In summary, although the presence in Seyfert 1 galaxies of emitting clouds with density intermediate between those of the “broad” and “narrow” components is not unexpected, no uncontroversial report of the existence of such intermediate components has ever been made to the best of our knowledge. Therefore, the claims by Mason et al. (1996) that the NLS1 KUG 1031+398 shows evidence for an ILR induced us to conduct new spectroscopic observations and modelling of its emission-line features.

Send offprint requests to: A.C. Gonçalves (anabela@obs-hp.fr)

[★] Based on observations collected at the Observatoire de Haute-Provence (CNRS), France.

¹ If we make the assumptions that the excitation conditions in both the NLR and the ILR are the same and that in the ILR, $\lambda 5007/\text{H}\beta \sim 1$, the [O III] $\lambda 5007$ line is collisionally de-excited by about a factor 10. According to the formula given by Seaton (1975), this implies a density of $1\text{--}3 \cdot 10^6 \text{ cm}^{-3}$ if the electronic temperature is in the range $1\text{--}3 \cdot 10^4 \text{ K}$.

1.2. KUG 1031+398

2RE J1034+396 was found in the *ROSAT* Wide Field Camera all-sky extreme-ultraviolet survey (Pounds et al. 1993; Pye et al. 1995). It was identified by Shara et al. (1993) and Mason et al. (1995) with the compact UV-excess 15.0 mag galaxy KUG 1031+398 (Takase & Miyauchi-Isobe 1987) at $z = 0.042$. This object has an intense soft X-ray emission with an unusually steep 2–10 keV power law of photon index $\Gamma \sim 2.6 \pm 0.1$ (Pounds et al. 1995) and an even steeper 0.1–2.4 keV power law with $\Gamma = 3.4 \pm 0.3$ (Puchnarewicz et al. 1995) or $\Gamma = 4.4 \pm 0.1$ (Rodríguez-Pascual et al. 1997).

UV spectroscopy with the *Hubble Space Telescope* shows the Ly α profile to be complex, with a narrow (400 km s⁻¹ FWHM) and a broad (1 600 km s⁻¹ FWHM) component (Puchnarewicz et al. 1998). The optical continuum is not polarized (Breeveld & Puchnarewicz 1998).

The broad component of the Balmer lines is relatively narrow (FWHM $\sim 1\,500$ km s⁻¹) and, consequently, this object has been classified as a NLS1 by Puchnarewicz et al. (1995). Narrow line Seyfert 1 galaxies are defined as Seyfert 1s having “broad” Balmer lines narrower than 2 000 km s⁻¹ FWHM (Osterbrock 1987). Most NLS1s have a steep soft (< 1 keV) X-ray component and, conversely, most ultra-soft X-ray sources are associated with a NLS1 (Puchnarewicz et al. 1992; Greiner et al. 1996; Boller et al. 1996; Wang et al. 1996).

2. Observations

Spectroscopic observations of KUG 1031+398 were carried out with the spectrograph CARELEC (Lemaître et al. 1989) attached to the Cassegrain focus of the Observatoire de Haute Provence (OHP) 1.93 m telescope. The detector was a 512×512 pixels, 27×27 μm Tektronix CCD. We used a 600 l mm⁻¹ grating giving a dispersion of 66 Å mm⁻¹. On January 10, 1997 we obtained a 20 min exposure in the range $\lambda\lambda 6175\text{--}7075$ Å, on March 4, a 20 min exposure in the range $\lambda\lambda 4780\text{--}5780$ Å, and three more on March 5.

The slit width was 2''1, corresponding to a projected slit width on the detector of 52 μm , or 1.9 pixel. The resolution, as measured on the night sky emission lines, was 3.4 Å FWHM in the blue and 3.5 Å in the red. In both cases the galaxy nucleus was centered on the slit and 3 columns of the CCD ($\sim 3''2$) were extracted, corresponding to ~ 4 kpc at the distance of the galaxy (with $H_0 = 50$ km s⁻¹ Mpc⁻¹).

The spectra were flux calibrated using the standard stars EG 247 (Oke 1974) and Feige 66 (Massey et al. 1988), observed with the same instrumental settings; these standards were also used to correct the red spectrum for the atmospheric B band at $\lambda 6867$ Å (Fig. 1b).

3. Analysis

3.1. Methodology

Positive correlations between line-widths and ionization potentials/critical densities have been observed in the narrow line

region of many Seyfert galaxies. Negative correlations are also sometimes found. A positive correlation implies that the density and/or ionization parameter gradually increases inward in the NLR of these objects. In the case of correlations with critical densities, the observed values range from $\sim 10^3$ to $\sim 3 \times 10^6$ cm⁻³ (Filippenko & Sargent 1985).

Sub-structures were found in the narrow line profiles of most objects suggesting that the line emitting region is a collection of individual clouds in motion relative to each other and producing different parts of the line profiles (see for instance Veilleux 1991, Espey et al. 1994 or Ferguson et al. 1997).

These findings induced us to assume that each of these clouds is characterized by a single density and that lines coming from the same emission-region should have the same profile and mean velocity. We therefore tried to model the spectra of KUG 1031+398 with the smallest possible number of line sets, each set including three Gaussians (modelling H α and the [N II] $\lambda\lambda 6548, 6583$ lines, or H β and the [O III] $\lambda\lambda 4959, 5007$ lines) having the same velocity shift and width, with the additional constraint that the intensity ratio of the two [N II] (respectively [O III]) lines was taken to be equal to the theoretical value of 3.00 (respectively 2.96) (Osterbrock 1974). In a physically meaningful and self-consistent model, the components found when fitting the blue and red spectra should have velocity shifts and widths compatible within the measurement errors.

3.2. The narrow line-core components

The spectra were deredshifted assuming $z = 0.0434$ (Fig. 1a and b) and analysed in terms of Gaussian components as described above. We discovered first that the core of the lines could not be fitted by a single set of narrow Gaussian profiles. To get a satisfactory fit, two sets of Gaussian components are needed: the first, unresolved (and subsequently taken as the origin of the velocity scales) has $\lambda 6583/\text{H}\alpha = 0.55$ and $\lambda 5007/\text{H}\beta = 1.27$ and corresponds to a H II region (Fig. 2); the second is resolved (FWHM ~ 350 km s⁻¹, corrected for the instrumental broadening), blueshifted by ~ 95 km s⁻¹ with respect to the narrower components and has line intensity ratios typical of a Seyfert 2 ($\lambda 6583/\text{H}\alpha = 0.84$, $\lambda 5007/\text{H}\beta = 10.2$).

3.3. The “broad” components

At this stage, we removed from the blue and red spectra the best fitting line-core (the H II region and the Seyfert 2 nebulosity, Fig. 1c and d), obtaining two spectra we shall call “original data minus core”. The blue one was then fitted with a broad H β Gaussian component and two sets of three components modelling the narrow H β and [O III] $\lambda\lambda 4959, 5007$ lines. The result is very suggestive: one set has a strong H β line and very weak negative [O III] components, while the other set displays a strong [O III] contribution and a weak negative H β component, showing that we have in fact a H β component with no associated [O III] emission and [O III] lines with a very weak (undetected) associated H β ; in other words, the region producing the H β line does not emit forbidden lines, while the [O III] emitting region

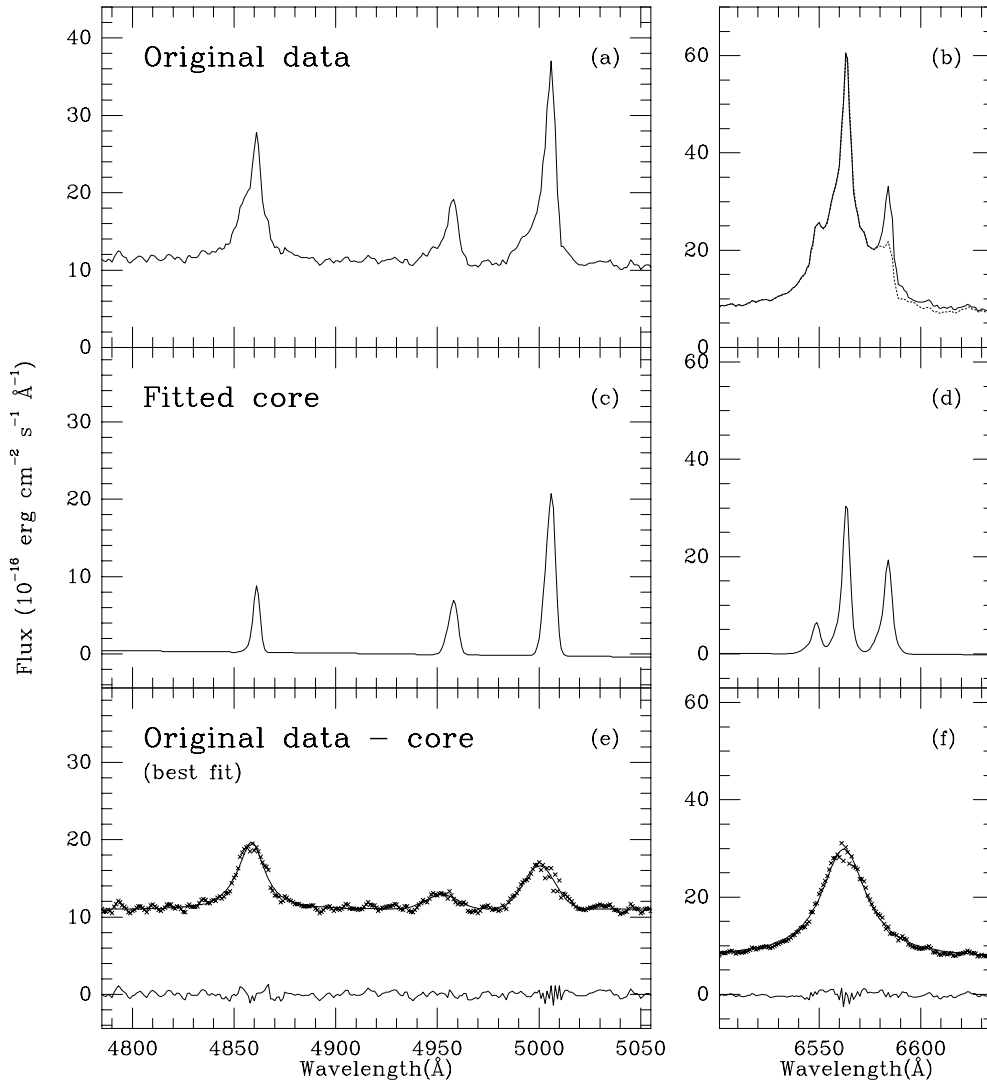


Fig. 1a–f. Blue **a** and red **b** spectra of KUG 1031+398 in the rest frame; in **b** we also give the spectrum before correcting for the atmospheric absorption (*dotted line*). The narrow line-core components (**c** and **d**) were fitted with Gaussians and subtracted from the original data, the result being shown in **e** to **h**. In **e** and **f**, we show our best fit (*solid line*) together with the data points (*crosses*); the lower solid lines represent the residuals.

has a high $\lambda 5007/\text{H}\beta$ ratio, which are, respectively, the characteristics of the “broad” and “narrow” line regions in Seyfert 1 galaxies.

Having these results in mind, we optimized this last fit by using a Lorentzian profile for the $\text{H}\beta$ line, with no associated $[\text{O III}]$ emission, and a set of three Gaussians for the remaining contribution coming from the “narrow” components (this is not the first time Lorentzian profiles are used to fit AGN emission lines; for example Stüwe et al. (1992) found that, in the case of NGC 4258, the narrow lines were better fitted by Lorentzians, rather than Gaussians).

The best fit is presented in Fig. 1e: in this model, the flux of the “narrow” (Gaussian) $\text{H}\beta$ component is only 9% of the “broad” (Lorentzian) $\text{H}\beta$ component. The $\text{H}\beta$ Lorentzian component is blueshifted by 150 km s^{-1} with a width of 915 km s^{-1} . The Gaussian components are blueshifted by $\sim 395 \text{ km s}^{-1}$ and their width is $\sim 1115 \text{ km s}^{-1}$. Mason et al. found a $\text{FWHM} = 1030 \pm 150 \text{ km s}^{-1}$ for this component which is blueshifted by $240 \pm 30 \text{ km s}^{-1}$. This blueshift, however, is measured with respect to the $[\text{O III}]$ lines core which is dominated by the Seyfert

2 cloud, itself blueshifted by 95 km s^{-1} with respect to the H II region; the blueshift of Mason et al.’s intermediate component is, therefore, $240 + 95 = 335 \text{ km s}^{-1}$, in agreement with our value of 395 km s^{-1} .

In Seyfert 1 galaxies, the Balmer decrement of the broad component is never smaller than that of the narrow component; in the present case, we therefore expect the “narrow” $\text{H}\alpha$ component flux to be less than 9% of the “broad” $\text{H}\alpha$ component flux. Moreover, the $[\text{N II}]\lambda 6583$ line flux is, in Seyfert galaxies, equal or smaller than the narrow $\text{H}\alpha$ component flux. So, in KUG 1031+398, we expect the narrow lines to be quite weak compared to the “broad” $\text{H}\alpha$ component, and we fitted the “original data minus core” red spectrum with a single Lorentzian profile of 1205 km s^{-1} FWHM, blueshifted by 65 km s^{-1} with respect to the H II region. This fit is shown in Fig. 1f.

Another model allowing, in addition, for a set of $\text{H}\alpha$ and $[\text{N II}]$ Gaussian components was also tested, resulting in a fit of similar quality; the very small $\lambda 6583/\text{H}\alpha$ ratio observed for this solution (0.2), shows that the nitrogen lines may be considered as undetectable.

4. Results and discussion

Our new observations and modelling of KUG 1031+398 yield a consistent decomposition of the emission-line profile into four components (see Table 1):

1. An extended H II region with unresolved lines (Fig. 2);
2. A first Seyfert-type cloud with relatively narrow lines ($\sim 350 \text{ km s}^{-1}$ FWHM), blueshifted by 95 km s^{-1} , belonging to the NLR;
3. A second Seyfert-type component with somewhat broader lines, blueshifted by $\sim 395 \text{ km s}^{-1}$; the width of the lines in this component ($\sim 1115 \text{ km s}^{-1}$ FWHM), which may seem large for a Seyfert 2, is not exceptional as the FWHM of the lines in the prototype Seyfert 2 galaxy NGC 1068 is $\sim 1670 \text{ km s}^{-1}$ (Alloin et al. 1983). Only the [O III] lines are observed in this component, with $\lambda 5007/\text{H}\beta \sim 6.1$, a line ratio characteristic of NLRs;
4. Finally, a Narrow Line Seyfert 1 cloud with lines well fitted by a Lorentzian profile of $\sim 1060 \text{ km s}^{-1}$ FWHM, blueshifted by 105 km s^{-1} .

Our analysis shows that the emission line spectrum of KUG 1031+398 can be satisfactorily decomposed in a set of components which have line ratios characteristics of H II regions or conventional NLR or BLR clouds, without the need to invoke the presence of an ILR characterized by $\lambda 5007/\text{H}\beta \sim 1$.

There are two main reasons why our analysis yields different results from those published by Mason et al. (1996). First, KUG 1031+398 having a redshift of ~ 0.043 , the [N II] $\lambda 6583$ line coincides with the atmospheric B band. When correcting for this absorption feature, the [N II] true intensity is recovered (Fig. 1b) and our red spectrum appears different from the published one; different line-ratios and widths are therefore not unexpected.

Second, the line-profile analysis of Mason et al. differs from ours in that, while we force each Balmer component to be associated with forbidden lines having the same velocity and width, Mason et al. allow these parameters to have different values for the Balmer and forbidden line components. As a result, they found three H β components (a narrow, an intermediate and a broad one), as well as two [O III] components (a narrow and an intermediate one); they also detected three H α components (again a narrow, an intermediate and a broad one), but only a single [N II] component (narrow). The measured width of the narrow H β component is $150 \pm 20 \text{ km s}^{-1}$ FWHM, while the width of the narrow [O III] lines is $265 \pm 10 \text{ km s}^{-1}$; this last value, significantly larger than the narrow H β line width, suggests that the [O III] lines may have a complex profile. Moreover, the width of the [N II] lines is found to be significantly larger ($400 \pm 60 \text{ km s}^{-1}$) than that of the narrow H α component ($190 \pm 40 \text{ km s}^{-1}$); this could be due to an inaccurate correction of the atmospheric B band, as we have seen above.

Although our spectra have a lower resolution than those obtained by Mason et al. (3.4 \AA compared to 2 \AA FWHM), this does not affect the analysis; the narrow core components being identified and subtracted, all the discussion is centered on the broader components, well resolved even with our lower reso-

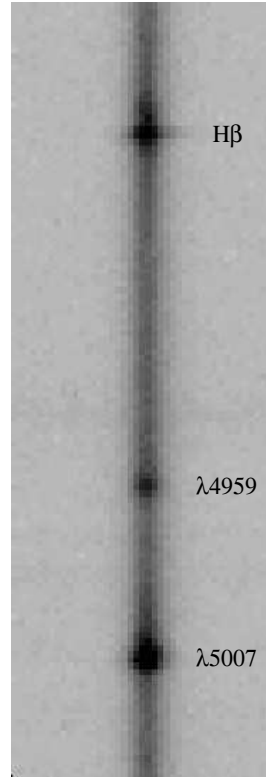


Fig. 2. Enlargement of part of the CCD frame showing the H β and [O III] $\lambda\lambda 4959, 5007$ lines in the spectrum of KUG 1031+398 (average of three 20 min exposures, after cosmic rays removal); the extended (narrow) component of H β is clearly visible.

lution. Similarly, the larger slit width used in our observations ($2''.1$ compared to $1''.5$ for Mason et al.) does not affect the study of these broader components, since only the contribution from the extended emitting region (the H II region, Fig. 2), removed with the core, changes with the slit width.

Boller et al. (1996) and Wang et al. (1996) have suggested that the small width of the broad Balmer lines and the soft X-ray excess characteristic of NLS1 galaxies could be the effect of a high accretion rate on an abnormally small mass black hole. Mason et al. (1996) have argued that, although the emission line spectrum in KUG 1031+398 is dominated by the ILR, a weak broad component is present with line-widths of the order of 2500 km s^{-1} FWHM and that, therefore, at least in this object, such a model is not required.

Our analysis of the spectra of KUG 1031+398 has shown that, in the BLR, the Balmer lines are well fitted by a Lorentzian profile with $\sim 1060 \text{ km s}^{-1}$ FWHM; this value is much narrower than the value found by Mason et al. ($\sim 2500 \text{ km s}^{-1}$). This is due to the fact that we used a Lorentzian, rather than a Gaussian profile to fit the broad Balmer lines; the Lorentzian profile was required by the presence of broad wings, fitted with a Gaussian by Mason et al. (1996).

We have shown (Gonçalves et al. in preparation) that in NLS1s the broad component of the Balmer lines is generally better fitted by a Lorentzian than by a Gaussian; the Lorentzian Balmer lines (component 4), without any measurable associated

Table 1. Emission line profile analysis of KUG 1031+398. $I(H\beta)$ and $I(H\alpha)$ are in units of 10^{-16} erg s $^{-1}$ cm $^{-2}$. In columns 1 and 2 we give the mean of the relative velocities and widths measured on the blue and red spectra. The FWHMs are corrected for the instrumental broadening.

	ΔV (km s $^{-1}$)	FWHM (km s $^{-1}$)	$\frac{\lambda 5007}{H\beta}$	$\frac{\lambda 6583}{H\alpha}$	$I(H\beta)$	$I(H\alpha)$
1	0	<80	1.27	0.55	29	93
2	– 95	350	10.2	0.84	8	81
3	– 395	1115	6.1	–	18	–
4	– 105	1060	–	–	189	938

forbidden line, would qualify this object as a NLS1 with, in fact, very narrow lines. So, in this respect, KUG 1031+398 is a normal NLS1 and could be explained by the same small black hole mass model as the other objects of this class.

5. Conclusions

We have obtained new spectra of KUG 1031+398 around $H\beta$ and $H\alpha$. We have found that the emission-line spectrum of this object can be modelled with four components: an extended H II region, two narrow emission regions of Seyfert 2-type and a relatively narrow “broad line” component, well fitted by a Lorentzian profile.

We disagree with Mason et al. on the analysis of the emission line profile of KUG 1031+398, in the sense that we find no evidence for the presence of an “intermediate” component in which the forbidden lines are almost, but not completely, suppressed by collisional de-excitation. Nevertheless, we find that this object is exceptional in having a “narrow” line region (defined as a region where $\lambda 5007/H\beta \geq 5$) with almost the same width at half maximum as the “broad” line region (Balmer lines with no detectable associated forbidden lines); however, in the first case, the line-profile is Gaussian, while in the second case, it is Lorentzian.

Acknowledgements. We would like to thank A. Rodríguez-Ardila and G. Shields for useful comments and suggestions. A. C. Gonçalves acknowledges support from the *Fundação para a Ciência e a Tecnologia*, Portugal, during the course of this work (PRAXIS XXI/BD/5117 /95 PhD. grant).

References

- Alloin D., Pellat D., Boksenberg A., Sargent W.L.W., 1983, ApJ 275, 493
- Boller T., Brandt W.N., Fink H., 1996, A&A 305, 53
- Boroson T.A., Green R.F., 1992, ApJS 80, 109
- Breeveld A.A., Puchnarewicz E.M., 1998, MNRAS 295, 568
- Brotherton M.S., Wills B.J., Francis P.J., Steidel C.J., 1994, ApJ 430, 495
- Crenshaw D.M., Peterson B.M., 1986, PASP 98, 185
- Espey B.R., Turnshek D.A., Lee L., et al., 1994, ApJ 434, 484
- Ferguson J.W., Korista K.T., Baldwin J.A., Ferland G.J., 1997, ApJ 487, 122
- Filippenko A.V., Sargent W.L.W., 1985, ApJS 57, 503
- Greiner J., Danner R., Bade N., et al., 1996, A&A 310, 384
- Lemaître G., Kohler D., Lacroix D., Meunier J.-P., Vin A., 1989, A&A 228, 546
- Mason K.O., Hassall B.J.M., Bromage G.E., et al., 1995, MNRAS 274, 1194
- Mason K.O., Puchnarewicz E.M., Jones L.R., 1996, MNRAS 283, L26
- Massey P., Strobel K., Barnes J.V., Anderson E., 1988, ApJ 328, 315
- Netzer H., Laor A., 1993, ApJ 404, L51
- Oke J.B., 1974, ApJS 27, 21
- Osterbrock D.E., 1974, Astrophysics of gaseous nebulae. Freeman and Company, San Francisco
- Osterbrock D.E., 1978, Physica Scripta 17, 285
- Osterbrock D.E., 1987, Lecture Notes in Physics 307, 1
- Pounds K.A., Allen D.J., Barber C., et al., 1993, MNRAS 260, 77
- Pounds K.A., Done C., Osborne J.A., 1995, MNRAS 277, L5
- Puchnarewicz E.M., Mason K.O., Cordova F.A., et al., 1992, MNRAS 256, 589
- Puchnarewicz E.M., Mason K.O., Siemiginowska A., Pounds K.A., 1995, MNRAS 276, 20
- Puchnarewicz E.M., Mason K.O., Siemiginowska A., 1998, MNRAS 293, L52
- Pye J.P., McGale P.A., Allan D.J., et al., 1995, MNRAS 274, 1165
- Rodríguez-Pascual P.M., Mas-Hesse J.M., Santos-Lléo M., 1997, A&A 327, 72
- Seaton M.J., 1975, MNRAS 170, 475
- Shara M.M., Shara D.J., McLean B., 1993, PASP 105, 387
- Shields G.A., 1978, In: Wolfe A.M. (ed.) Pittsburgh conference on BL Lac objects. University of Pittsburgh, Pittsburgh, Pennsylvania, p. 257
- Stüwe J.A., Schulz H., Huehnermann H., 1992, A&A 261, 382
- Takase B., Miyauchi-Isobe N., 1987, Ann. Tokyo astron. Obs. 2nd series 21, 363
- van Groningen E., de Bruyn A.G., 1989, A&A 211, 293
- Veilleux S., 1991, ApJ 369, 331
- Wang T., Brinkmann W., Bergeron J., 1996, A&A 309, 81

La recherche de nouveaux quasars et la complétude du BQS

Dans ce chapitre, nous présentons une étude effectuée sur le relevé du ciel de Markarian (le FBS); cette étude avait pour objet la détermination de la densité des quasars plus brillants que la magnitude 16,5. Nos travaux ont mis en évidence 6 nouveaux noyaux actifs de galaxie et ont permis d'estimer la complétude des relevés FBS et PG (Palomar Green).

8.1 La fonction de luminosité des quasars

La fonction de luminosité des quasars évolue dans le temps. Pour la déterminer en fonction du temps, il faut connaître le nombre de quasars plus brillants qu'une magnitude donnée B ; pour cela, il faut découvrir, dans la mesure du possible, tous les quasars plus brillants que cette magnitude dans une certaine zone du ciel. Pour les objets faibles, des clichés profonds couvrant des zones limitées sont nécessaires; pour les objets brillants, au contraire, il faut effectuer des relevés couvrant une fraction assez importante du ciel.

Pour comparer utilement les différents relevés, il faut (et cela n'est pas le plus facile) utiliser une échelle de magnitude uniforme. Une fois les candidats quasar identifiés, il faut encore, bien sûr, mesurer leur décalage vers le rouge, d'une part pour s'assurer qu'il s'agit bien de quasars, d'autre part pour déterminer leur distance.

8.2 Les relevés du ciel et la recherche de quasars

Des relevés couvrant une fraction importante du ciel représentent une quantité de travail considérable et sont donc rares; l'établissement d'une échelle de magnitude uniforme sur tout le ciel est certainement difficile. Cela explique pourquoi il reste encore une incertitude d'un facteur trois sur la détermination de la densité de surface des quasars plus brillants que $B \sim 17$.

Nous avons mis à profit l'existence du FBS (Markarian et al. 1989) pour vérifier l'estimation faite par Schmidt & Green (1983) de la densité de surface des quasars brillants.

Nous avons utilisé, pour la détermination de la magnitude des objets, la base de données APS (*Automated Plate Scanner*) de l'Université de Minnesota; celle-ci permet d'obtenir des magnitudes uniformes sur toute l'étendue du ciel.

Nos travaux sont présentés ci-dessous, dans un article rédigé en collaboration avec A. Mickaelian de l'Observatoire de Byurakan (Mickaelian, Gonçalves, Véron-Cetty & Véron 1999). Ils ont permis d'estimer la complétude du relevé de quasars brillants BQS (*Bright Quasar Survey*) à 70% environ (contre les 30 – 50% suggérés par d'autres auteurs). Cette étude, basée sur des observations spectroscopiques effectuées au 1,93 m de l'OHP, au 2,60 m du BAO et sur de nombreux relevés du ciel (décrits dans l'article présenté en fin de chapitre), a permis de mettre en évidence six nouveaux quasars, montant à 42 le nombre d'objets de ce type dans le relevé FBS.

Références

- Markarian B. E., Lipovetsky V. A., Stepanian Cetty M.-P., Véron P., 1999, *Astrofísica* 42, 5
J. A., Erastova L. K., Shapovalova A. I., 1989,
Commun. Special Astrophys. Obs. 62, 5
Mickaelian A. M., Gonçalves A. C., Véron-Schmidt M., Green R. F., 1983, ApJ 269, 352

ON THE NATURE OF THE FBS BLUE STELLAR OBJECTS AND THE COMPLETENESS OF THE BRIGHT QUASAR SURVEY ¹

A.M. Mickaelian

Byurakan Astrophysical Observatory, Byurakan 378433, Republic of Armenia

A.C. Gonçalves, M.P. Véron-Cetty, P. Véron

Observatoire de Haute-Provence (CNRS), 04870 St. Michel l'Observatoire, France

ABSTRACT

The second part of the First Byurakan Survey is aimed at detecting all bright ($B < 16.5$) UV-excess starlike objects in a large area of the sky. By comparison with other major surveys such as the ROSAT All Sky Survey, the ROSAT WGACAT catalogue of point sources, the IRAS survey, the 6 cm Green Bank, the 1.4 GHz NRAO VLA and the 92 cm Westerbork Northern sky surveys and with the catalogue of mean UBV data on stars, we estimate the number of AGNs present in the FBS survey and its completeness.

We have made spectroscopic observations of nine of the most promising FBS candidates. We have found six new QSOs bringing the total number of known QSOs in this survey to 42.

By comparison with the Bright Quasar Survey, we found that the completeness of this last survey is of the order of 70% rather than 30–50% as suggested by several authors.

Subject headings: Quasars – Surveys

1. INTRODUCTION

The surface density of bright QSOs ($B < 17.0$) is still very poorly known. The Palomar Green (PG) or Bright Quasar Survey (BQS) [23,53] covering an area of $10\,714\text{ deg}^2$ lead to the discovery of 69 QSOs brighter than $M_B = -24$ ($H_0 = 50\text{ km s}^{-1}\text{ Mpc}^{-1}$) and $B = 16.16$ corresponding to 0.0064 deg^{-2} . However, several authors [22,33,36,51,58] suggested that this survey could be incomplete by a factor 2 to 3.

¹ Partly based on observations collected at the Observatoire de Haute-Provence (CNRS, France). The APS databases are supported by the National Science Foundation, the National Aeronautics and Space Administration, and the University of Minnesota, and are available at <http://aps.umn.edu/>. The Digitized Sky Survey was produced at the Space Telescope Science Institute (STScI) under U.S. Government grant NAG W-2166.

The First Byurakan Survey (FBS), also known as the Markarian survey, was carried out in 1965–80 by Markarian et al. [40]. It is a slitless spectroscopic photographic survey carried out with the 40" Schmidt telescope of the Byurakan Observatory. The 1.5° prism used gave a reciprocal dispersion of 1800 Å mm⁻¹ at Hγ. Each field is 4°×4° in size. The survey is about 17000 deg² and is complete to about $B = 16.5$ mag. It has been used by Markarian and his collaborators to search for UV excess galaxies; 1500 have been found, including about 10% Seyfert galaxies and a few QSOs. It can also be used for finding UV excess or emission-line star-like objects. Such a program – the second part of the FBS – has been undertaken in 1987 [9,45]. Its main purpose is to take advantage of the large area covered to get a reliable estimate of the surface density for bright QSOs. The discovery of a number of planetary nebula nuclei, white dwarfs, cataclysmic variables (CVs) and other UV excess objects is also expected.

2. THE FBS SURVEY

At the present time, 4 109 deg² have been searched ($33^\circ < \delta < 45^\circ$ and $\delta > 61^\circ$, excluding the Galactic plane) and a catalogue of 1 103 blue stellar objects has been built. It has been published in a series of eleven papers [2-12]. It contains 388 objects at $|b| < 30^\circ$, including 33 at $12^\circ < |b| < 15^\circ$. Fig. 1 shows the distribution on the sky of the 1 103 objects. 433 spectroscopic identifications (397 stars and 36 QSOs) are already known, taken mainly from [1,19,35,46,47,55,57,59-65], catalogues of spectroscopically identified white dwarfs [41,43], the catalogue of cataclysmic variables [17] and the catalogue of subdwarfs [31].

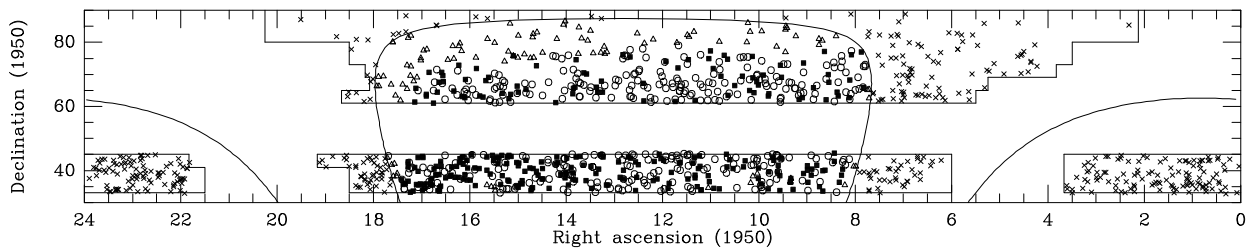


Fig. 1.— Sky map of the FBS objects. Lines of constant galactic latitudes are indicated ($b = 0^\circ$ and $b = 30^\circ$). The nominal limits of the FBS are shown. Crosses are for objects at $|b| < 30^\circ$, triangles for objects at $b > 30^\circ$ but outside the PG area, filled squares for objects detected by the PG survey and open circles for objects within the PG area, but undetected.

106 FBS stars have published UBV colours [23,44] as well as seven FBS QSOs [55]. With the exception of FBS 1002+390 ($U - B = -0.14$ [34]), they all have $U - B < -0.50$ (Fig. 2). The FBS objects have been classified as B or N according to the ratio of the intensity of the red and blue regions of the spectra. The catalogue contains 862 B objects, 233 N and 8 others. According to the classification, in general, B objects should have a negative $B - V$, while N objects should have

a positive $B - V$ [9]. In fact, if most N objects have a positive $B - V$, a significant fraction of the B objects also have a positive $B - V$ (Fig. 2).

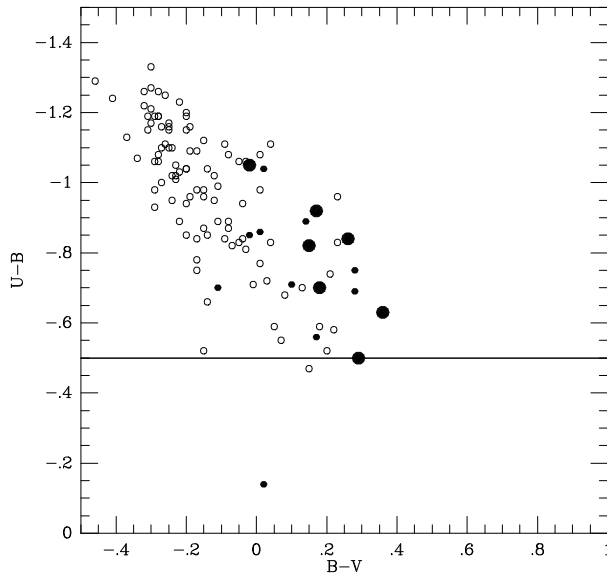


Fig. 2.— Plot of $U - B$ vs. $B - V$ for the FBS objects with published photoelectric measurements. Open circles are for B type objects, small dots for N types and large dots for QSOs.

Sixteen QSOs are of B type or 1.8% of all B type objects, while 20 are of N type or 8.5% of all N type; N type objects are therefore much more likely to be QSOs which however have about the same probability to be of N or B type. Nevertheless, among the eight FBS QSOs with $z > 1$, seven are of N type, while only one is of B type.

The positional accuracy for the first 429 objects (first four papers) is quoted as being about $1'$. Later the accuracy was increased to $0.5'$ [2]. An accurate optical position has been measured for 195 objects on the Digitized Sky Survey; the accuracy is $\sim 0.6''$ [54]. These positions are given in Table 1. We have compared the published FBS positions with sub-arcsecond accuracy positions for 104 objects of the first four papers and 117 objects of the last seven papers. After correcting for printing errors in the published positions of FBS 0649+716, 0935+416, 1559+369 and 1619+648, we found $\sigma_\alpha = 46''$, $\sigma_\delta = 40''$ and $\sigma_\alpha = 9''$, $\sigma_\delta = 7''$ respectively; these errors are substantially smaller than the initial estimates.

The magnitudes of the objects in the first four papers have been measured from the *O* Palomar Sky Survey prints, using the relationship between stellar diameters and magnitudes established by [26]; however in these papers, the PG magnitude, when available, was given rather than the FBS magnitude. In contrast, for the objects listed in the last seven papers, the magnitudes have been measured on both the *O* and *E* prints, with the calibration given by [32] and the *V* magnitude computed with the formula: $V = E - (O - E)/3.2$. The photometric accuracy, which was thought

to be 0.5 mag in the first series of measurements, was improved to 0.3 mag starting with the fifth paper [2].

Comparison of the FBS and photoelectric V magnitudes for the objects in the last seven papers gives $\langle FBS - V \rangle = 0.06$ mag and $\sigma = 0.46$ mag. For 29 objects from the first four papers, we have $\langle FBS - V \rangle = -0.40$ mag, $\sigma = 0.75$ mag. This confirms the significant improvement of the photometric accuracy achieved in the second part of the catalogue. However, the accuracy seems to be 0.75 mag and 0.45 mag in the first and second part respectively, rather than the estimated 0.5 mag and 0.3 mag.

3. COMPARISON WITH X-RAY, INFRARED AND RADIO SURVEYS

3.1. The ROSAT All-Sky Survey Bright Source Catalogue (RASS-BSC)

We have cross-correlated our list of 1 103 UV-excess objects with the ROSAT All-Sky Survey bright source catalogue [56]. There are 2 225 X-ray sources in the area of interest. We have found 57 X-ray sources within $4'$ of a FBS source, while we expected eight chance coincidences. Therefore most of them are probably real associations. We have measured the accurate optical position of the 33 non-QSO coincidences (Table 1); the differences between the X-ray and accurate optical positions are smaller than $40''$ except for eight objects, confirming the reality of the associations.

The source RX J17173+4227, which is associated with the radio source B3 1715+425, has been identified with the Zwicky cluster of galaxies Zw 8193 at $z = 0.183$ [13]; the X-ray and radio positions are in good agreement within the error limits, while the optical position of FBS 1715+424 is about $42''$ away from the X-ray position; this is therefore a chance coincidence. Within $1'$, we found 50 coincidences: 21 QSOs, 22 stars and seven unidentified objects listed in Table 2; recently, one of these objects (FBS 0950+664) has been identified on objective prism plates as an AGN [14].

3.2. The ROSAT WGACAT catalogue of point sources

The WGACAT catalogue has been generated using the ROSAT PSPC pointed data publicly available as of September 1994. It contains more than 45 600 individual sources in a total of 2 624 fields [66]. 13 937 sources are located within the FBS area; we have cross-correlated this list with the FBS. There are 53 X-ray sources within $2'$ of a FBS object, while we expect 13 chance coincidences. 28 of them are also listed in the RASS catalogue. We have measured accurate optical positions for the 25 remaining objects (Table 1) and recomputed the separation with the companion X-ray sources. There are 13 FBS objects within $30''$ from an X-ray source (excluding the sources appearing in the RASS catalogue). Seven are QSOs, four are stars (including 3 CVs) and only two (listed in Table 2) were of unknown nature before our spectroscopic observations.

Table 1: Accurate positions for 195 FBS objects (continues).

Name	α (B1950)	δ (B1950)
FBS 0004+330	00 04 57.58	33 00 49.2
FBS 0019+348	00 19 10.52	34 48 13.3
FBS 0019+401	00 19 44.22	40 09 12.4
FBS 0028+441	00 28 01.72	44 07 59.3
FBS 0028+435	00 28 53.76	43 32 32.1
FBS 0038+431	00 38 10.80	43 08 32.7
FBS 0043+343	00 43 09.54	34 18 11.0
FBS 0047+347	00 47 14.22	34 41 52.7
FBS 0051+417	00 51 36.77	41 47 08.8
FBS 0058+431	00 58 18.96	43 07 17.9
FBS 0125+351	01 25 14.97	35 06 10.5
FBS 0125+386	01 25 35.36	38 39 07.4
FBS 0127+408	01 27 00.52	40 47 19.5
FBS 0140+427	01 39 59.78	42 42 14.6
FBS 0150+396	01 50 06.88	39 41 00.0
FBS 0154+391	01 54 18.51	39 08 25.2
FBS 0156+439	01 56 40.53	43 58 47.4
FBS 0212+385	02 12 55.08	38 32 26.6
FBS 0217+343	02 17 17.08	34 20 00.4
FBS 0228+447	02 28 42.59	44 44 13.1
FBS 0233+373	02 33 37.67	37 21 17.7
FBS 0255+379	02 55 30.67	37 57 40.1
FBS 0306+333	03 06 07.77	33 20 01.4
FBS 0315+417	03 15 04.13	41 44 27.0
FBS 0421+740	04 21 26.14	74 00 46.2
FBS 0432+763	04 32 27.59	76 18 44.6
FBS 0437+756	04 37 51.88	75 33 21.5
FBS 0613+431	06 13 06.93	43 10 59.2
FBS 0614+769	06 14 01.33	76 52 53.3
FBS 0624+428	06 24 17.31	42 48 39.1
FBS 0632+663	06 32 03.44	66 15 21.6
FBS 0637+786	06 37 33.69	78 38 04.1
FBS 0639+391	06 39 14.98	39 11 22.0

Table 1: Accurate positions for 195 FBS objects (continued).

Name	α (B1950)	δ (B1950)
FBS 0649+716	06 49 08.05	71 37 22.5
FBS 0652+799	06 52 50.66	79 55 54.5
FBS 0654+366	06 54 40.40	36 34 23.4
FBS 0702+616	07 02 14.87	61 38 29.6
FBS 0706+407	07 06 42.65	40 41 18.2
FBS 0716+365	07 16 52.62	36 29 01.9
FBS 0732+396	07 32 58.96	39 32 59.4
FBS 0742+653	07 42 41.23	65 20 24.7
FBS 0742+337	07 42 59.53	33 40 29.4
FBS 0744+818	07 44 27.07	81 49 30.3
FBS 0744+652	07 44 52.30	65 10 16.2
FBS 0747+729	07 47 53.47	72 57 44.2
FBS 0749+725	07 49 44.82	72 32 17.9
FBS 0752+769	07 52 40.64	76 54 28.6
FBS 0808+435	08 08 05.06	43 32 13.8
FBS 0808+628	08 08 05.58	62 45 24.2
FBS 0819+364	08 19 32.57	36 23 54.1
FBS 0821+676	08 21 33.89	67 37 07.7
FBS 0827+738	08 27 10.40	73 47 17.6
FBS 0836+619	08 36 33.96	61 58 32.2
FBS 0845+812	08 45 25.59	81 10 16.7
FBS 0848+437	08 48 22.96	43 45 22.7
FBS 0850+639	08 50 37.98	63 54 46.1
FBS 0904+643	09 04 58.96	64 22 06.4
FBS 0906+368	09 06 18.10	36 49 46.8
FBS 0914+656	09 14 51.16	65 36 45.7
FBS 0920+674	09 20 01.27	67 23 05.9
FBS 0920+366	09 20 49.65	36 36 35.2
FBS 0924+732	09 24 23.00	73 09 46.9
FBS 0926+850	09 26 34.50	85 01 39.0
FBS 0929+733	09 29 12.25	73 16 16.2
FBS 0932+437	09 32 12.72	43 44 31.0

Table 1: Accurate positions for 195 FBS objects (continued).

Name	α (B1950)	δ (B1950)
FBS 0933+614	09 33 53.15	61 25 18.0
FBS 0935+679	09 35 18.71	67 54 00.8
FBS 0935+395	09 35 42.66	39 32 25.3
FBS 0938+374	09 38 24.45	37 26 03.6
FBS 0938+447	09 38 34.70	44 42 46.2
FBS 0941+664	09 41 18.63	66 25 20.8
FBS 0944+713	09 44 45.41	71 15 09.4
FBS 0950+664	09 50 09.49	66 22 30.9
FBS 0953+686	09 53 03.57	68 36 35.8
FBS 0954+697	09 54 24.61	69 43 20.5
FBS 0958+353	09 58 17.44	35 19 37.2
FBS 1002+437	10 02 37.27	43 47 17.2
FBS 1003+678	10 03 08.82	67 47 25.6
FBS 1007+382	10 08 04.69	38 16 48.9
FBS 1040+451	10 40 36.64	45 09 14.0
FBS 1054+436	10 54 35.66	43 37 10.6
FBS 1057+719	10 57 07.54	71 54 10.6
FBS 1102+347	11 02 54.97	34 41 47.0
FBS 1103+385	11 03 04.38	38 29 16.9
FBS 1104+408	11 04 54.15	40 49 08.5
FBS 1108+402	11 08 10.48	40 15 35.6
FBS 1112+668	11 12 19.28	66 48 23.4
FBS 1122+426	11 22 09.44	42 41 53.7
FBS 1125+634	11 25 45.85	63 21 16.2
FBS 1129+823	11 29 34.93	82 19 40.7
FBS 1133+754	11 33 32.66	75 23 30.2
FBS 1138+648 A	11 38 45.38	64 49 08.6
FBS 1138+648 B	11 38 46.11	64 49 12.1
FBS 1139+437	11 39 35.91	43 40 54.9
FBS 1140+719	11 40 48.57	71 57 58.5
FBS 1141+406	11 41 40.55	40 41 08.0
FBS 1147+673	11 47 46.03	67 15 28.5
FBS 1148+444	11 48 47.18	44 29 23.1

Table 1: Accurate positions for 195 FBS objects (continued).

Name	α (B1950)	δ (B1950)
FBS 1149+394	11 49 27.95	39 25 08.7
FBS 1150+334	11 50 16.53	33 23 59.8
FBS 1156+432	11 56 13.19	43 15 48.2
FBS 1201+437	12 01 51.15	43 47 39.3
FBS 1211+393	12 11 04.32	39 17 34.8
FBS 1223+665	12 23 13.26	66 31 26.9
FBS 1229+383	12 29 03.27	38 19 15.0
FBS 1229+710	12 29 28.28	71 00 47.2
FBS 1230+417	12 30 00.95	41 45 51.3
FBS 1231+828	12 31 46.59	82 50 21.8
FBS 1232+379	12 32 28.31	37 54 14.5
FBS 1235+699	12 35 12.88	69 58 13.2
FBS 1240+631	12 40 27.96	63 06 21.5
FBS 1248+374	12 48 44.76	37 23 00.3
FBS 1249+433	12 49 48.58	43 20 24.5
FBS 1255+447	12 55 01.75	44 45 46.8
FBS 1311+664	13 11 50.12	66 27 01.9
FBS 1315+645	13 15 09.88	64 31 09.8
FBS 1315+447	13 15 49.63	44 43 19.5
FBS 1316+446	13 16 01.31	44 40 06.0
FBS 1324+448	13 24 54.58	44 50 36.4
FBS 1335+369	13 35 38.77	36 52 50.6
FBS 1338+666	13 38 03.38	66 35 50.6
FBS 1340+813	13 40 40.59	81 18 10.8
FBS 1351+640	13 51 46.29	64 00 29.0
FBS 1352+386	13 52 26.75	38 39 18.4
FBS 1352+451	13 52 49.55	45 08 13.9
FBS 1356+389	13 56 24.73	38 58 27.6
FBS 1359+411	13 59 12.50	41 09 01.9
FBS 1401+865	14 01 11.14	86 29 42.8
FBS 1402+436	14 02 37.67	43 41 26.9
FBS 1413+757	14 13 08.72	75 40 15.8

Table 1: Accurate positions for 195 FBS objects (continued).

Name	α (B1950)	δ (B1950)
FBS 1429+373	14 29 54.34	37 19 41.7
FBS 1437+398	14 37 18.97	39 49 35.3
FBS 1440+753	14 40 14.76	75 18 20.0
FBS 1444+637	14 44 57.08	63 41 53.2
FBS 1449+440	14 49 36.48	44 06 03.6
FBS 1449+642	14 49 37.67	64 15 46.8
FBS 1452+762	14 52 16.36	76 12 10.1
FBS 1500+752	15 00 43.03	75 10 33.1
FBS 1501+664	15 01 24.25	66 24 01.4
FBS 1513+442	15 13 02.08	44 12 40.7
FBS 1522+663	15 22 16.88	66 15 31.0
FBS 1523+363	15 23 16.94	36 15 38.0
FBS 1534+389	15 34 32.03	38 55 52.6
FBS 1539+355	15 36 02.86	35 28 08.8
FBS 1551+719	15 51 40.69	71 54 05.0
FBS 1554+403	15 54 04.46	40 20 24.6
FBS 1557+448	15 57 08.98	44 49 30.8
FBS 1559+369	15 59 32.42	36 57 20.2
FBS 1602+408	16 02 43.08	40 49 06.3
FBS 1603+369	16 03 43.62	36 57 42.3
FBS 1605+684	16 05 29.76	68 22 07.7
FBS 1605+627	16 05 47.96	62 40 55.8
FBS 1607+439	16 07 53.88	43 54 10.5
FBS 1619+749	16 19 47.45	74 55 38.0
FBS 1619+648	16 19 55.70	64 43 01.2
FBS 1634+706	16 34 51.56	70 37 37.5
FBS 1636+351	16 36 36.52	35 06 03.8
FBS 1638+388	16 38 34.72	38 48 04.0
FBS 1640+362	16 40 08.90	36 09 43.2
FBS 1641+399	16 41 17.55	39 54 10.7
FBS 1641+388	16 41 18.89	38 46 42.4
FBS 1648+371	16 48 22.63	37 06 16.4
FBS 1648+407	16 48 40.95	40 42 25.3

Table 1: Accurate positions for 195 FBS objects (end).

Name	α (B1950)	δ (B1950)
FBS 1656+354	16 56 01.70	35 25 05.1
FBS 1657+344	16 57 01.28	34 23 23.1
FBS 1658+440	16 58 17.09	44 05 23.6
FBS 1715+409	17 15 29.57	40 39 44.6
FBS 1715+424	17 15 45.05	42 29 18.8
FBS 1716+394	17 16 22.39	39 19 49.3
FBS 1722+356	17 22 48.91	35 36 55.3
FBS 1743+440	17 43 26.45	44 05 51.0
FBS 1745+420	17 44 55.66	42 04 44.0
FBS 1755+663	17 55 41.53	66 19 16.4
FBS 1756+394	17 55 55.40	39 21 14.2
FBS 1756+441	17 56 11.82	44 11 07.8
FBS 1756+352	17 56 30.04	35 09 17.3
FBS 1800+686	18 00 26.61	68 35 56.0
FBS 1810+374	18 10 39.33	37 24 40.4
FBS 1815+381	18 15 39.96	38 09 43.1
FBS 1820+809	18 20 54.40	80 54 13.7
FBS 1821+643	18 21 36.76	64 20 18.7
FBS 1822+352	18 22 21.32	35 14 38.3
FBS 1822+414	18 22 21.69	41 27 33.2
FBS 1833+447	18 33 25.29	44 45 48.6
FBS 1833+434	18 33 45.70	43 25 00.7
FBS 2149+425	21 49 04.38	42 32 39.1
FBS 2152+408	21 52 47.31	40 49 58.0
FBS 2212+421	22 12 29.04	42 08 08.5
FBS 2246+414	22 47 00.80	41 28 01.1
FBS 2248+446	22 48 19.36	44 41 14.5
FBS 2249+391	22 49 45.92	39 05 20.2
FBS 2302+427	23 02 43.64	42 46 33.8
FBS 2308+425	23 08 26.99	42 33 51.2
FBS 2315+443	23 15 48.38	44 20 01.2
FBS 2340+422	23 40 54.17	42 17 39.9

Table 2: FBS coincidences with ROSAT and VLA sources.

FBS name	Mag	<i>O</i>		(1)	(2)		<i>b</i>		<i>z</i>
0732+396	16.0	14.70	X	10	20	N	25.1	QSO	0.118
0950+664	16.7	17.00	X	15	16	Y	42.4	AGN	
1112+668	17.0	16.53	X	10	4	Y	47.9	QSO	0.544
1150+334	16.2	16.30	R	0.8	1.2	Y	76.0	QSO	1.40
1235+699	17.9	17.96	x	5	4	Y	47.4	QSO	0.522 ?
1255+447	16.5	16.48	X	10	13	Y	72.6	QSO	0.300
1315+447	17.0	17.33	x	5	15	Y	71.9	DZ:	
1324+448	17.0	18.09	X	8	9	Y	71.1	QSO	0.331 ?
1500+752	16.9	—	X	10	11	N	39.5	DA:	
1822+352	15.8	—	R	3.5	3.9	N	20.5	DA	
2308+425	13.5	—	X	12	8	N	–16.3		

X: in the ROSAT All Sky Survey Bright Source Catalogue; x: in the ROSAT WGACAT Catalogue; R: in the NRAO VLA Sky Survey; Y: in the PG area; N: not in the PG area; *O*: APS *O* magnitudes; (1): error of the ROSAT or VLA position (in arcsec); (2): distance between the FBS and ROSAT or VLA positions (in arcsec).

3.3. The IRAS point source catalogue

We have cross-correlated the IRAS point source catalogue [15] with the FBS. There are 10 537 IRAS sources in the area of interest. We expect ten chance coincidences within 2' from the 1 103 FBS objects and 2.5 within 1'. We found 17 IRAS sources within 2' of the FBS objects. We have measured accurate optical positions for these objects (Table 1); two turned out to be more than 2' from the IRAS sources; one (FBS 1340+813), a white dwarf, is located near the bright K2 star SAO 2257 which is identified with the source IRAS 13407+8118 [8]. FBS 0432+763 is located near the M star SAO 5262 which is associated with the IRAS source. IRAS 04378+7532 is associated with the galaxy UGC 3130 rather than with FBS 0437+756. IRAS 16402+3611 is associated with the M star CLS 106 [52] rather than with FBS 1640+362. IRAS 17562+4412 coincides with an uncatalogued bright star and is therefore probably not associated with FBS 1756+441. These seven objects are certainly chance coincidences.

All the four FBS planetary nebulae are detected by IRAS, while none of the UV excess stars is. Five QSOs are also detected, i.e. only ~14% of all known QSOs in the field. The position of FBS 1821+643 coincides with that of the nucleus of the planetary nebula PK 094+27.1 [4]; it is not the QSO KUV 18217+6419 which is located 84'' away. There is only one unclassified FBS object coinciding with an IR source, IRAS 11334+7523 which however is located 14'' away from a 16th mag galaxy, a more likely identification.

The small fraction of all QSOs which are detected as IRAS sources make this survey of little use to check the completeness of the FBS.

3.4. The Green Bank 6 cm (GB6) radio survey

The GB6 survey [24] covers the declination band $0^\circ < \delta < 75^\circ$. It contains 54 579 sources stronger than 25 mJy. 16 050 sources are within the FBS area. We expect 15 chance coincidences within $2'$ and four within $1'$. We found 18 and 12 coincidences within $2'$ and $1'$, respectively. Eight known QSOs are detected, all within $30''$ of the radio-positions. We have measured accurate optical positions (Table 1) for the ten remaining objects not known to be QSOs. We are left with three objects for which the distance between optical and radio positions is less than three times the quoted radio error. Two (FBS 0958+353 and 1534+389) are stars. A more accurate position of the third source associated with FBS 1619+749, measured with the NRAO VLA sky survey (see below), excludes this identification.

3.5. The NRAO VLA sky survey

The NRAO VLA Sky Survey (NVSS) covers the sky north of J2000 $\delta = -40^\circ$ (82% of the celestial sphere) at 1.4 GHz [16]. It contains almost $2 \cdot 10^6$ discrete sources stronger than $S = 2.5$ mJy. The rms positional uncertainties vary from $< 1''$ for sources stronger than 15 mJy to $7''$ at the survey limit. The source surface density is about 60 deg^{-2} .

We have searched the NVSS catalogue for sources within $2'$ from the FBS objects in the first four papers and within $1'$ in the last seven papers, excluding the known stars, in all 705 objects; 13 lie in as yet uncatalogued regions of the NVSS survey. We have found 54 coincidences; we have measured the accurate optical positions of these FBS objects (Table 1). Using these new optical positions, and excluding those objects for which the distance between radio and optical positions exceeds three times the radio-position error, we are left with ten coincidences, including eight known QSOs (three known extended radio quasars: B2 1512+37, 3C 249.1 and 3C 263.0 have been excluded by this procedure). The two new probable radio-identifications (listed in Table 2) are FBS 1150+334 and 1822+352.

3.6. The Westerbork Northern Sky Survey

The Westerbork Northern Sky Survey (WENSS) is a low-frequency radio-survey that covers the whole sky north of $\delta = 30^\circ$ at a wavelength of 92 cm to a limiting flux density of approximately 18 mJy [50]. The WENSS comprises two source catalogues: the main catalogue contains 211 234 sources in the declination range $28^\circ < \delta < 76^\circ$ (83 134 in the FBS area); the polar catalogue

contains 18 186 sources above 72° (12 239 in the FBS area). The positional accuracy ranges from $1''.5$ for the brighter sources to $10''$ for the weakest. The source surface density is about 23 deg^{-2} . The total number of coincidences within $1'$ with FBS objects not known to be stars is equal to 19 (including eight known QSOs), while 15 are expected by chance. The distances between optical and radio positions for the eight QSOs are all smaller than $20''$; for the unclassified objects, the smallest distance is $34''$, suggesting that no new QSO has been detected.

4. OBSERVATIONS AND DATA REDUCTION

Spectroscopic observations of nine of the twelve objects associated either with an X-ray or a radio source (Table 2) and of 22 other FBS objects were carried out on October 27 and 28, 1997 and on May 25 and 26, 1998 with the CARELEC spectrograph [39] attached to the Cassegrain focus of the Observatoire de Haute-Provence (OHP) 1.93 m telescope. A 260 \AA mm^{-1} grating was used; the spectral range was $3810\text{--}7365 \text{ \AA}$. The detector was a 512×512 pixels, $27 \times 27 \mu\text{m}$ Tektronix CCD. The slit width was $2''.1$, corresponding to a projected slit width on the detector of $52 \mu\text{m}$, or 1.9 pixel. The resolution, as measured on the night sky emission lines, was 14.3 \AA FWHM . The spectra were flux calibrated using the standard stars EG 145 and Feige 66 [42] which were also used to correct the observations for the atmospheric absorption.

Six of the X-ray or radio sources turned out to be QSOs, while three are stars. The 22 other observed objects are all stars, except one which is a H II galaxy. Spectra of the nine X-ray or radio sources observed are presented in Fig. 3.

The journal of observations is given in Table 3, together with relevant data.

FBS 0732+396 was suspected of being non-stellar and having emission lines [9]. Our spectrum (Fig. 3) shows emission lines characteristic of a NLS1 galaxy at $z = 0.118$, with relatively narrow Balmer lines and strong Fe II lines.

FBS 1255+447 is HS 1255+4445 at $z = 0.30$ [25].

5. DISCUSSION

5.1. Completeness of the FBS

The Catalogue of mean UBV data on stars [44] contains 102 stars in the FBS area, with $11.0 < V < 16.5$ (bright stars are saturated on the FBS plates and are therefore missed) and $U - B < -0.50$; 53 are included in the FBS catalogue suggesting that, in this magnitude interval, the completeness of the FBS is 52% (53/102). Only 9% (2/23) of the stars weaker than $V = 16.5$ appear in this catalogue. The survey is insensitive to objects with $U - B > -0.5$ (0/9); its completeness increases from $\sim 20\%$ at $U - B \sim -0.6$ to $\sim 80\%$ for $U - B < -1.0$.

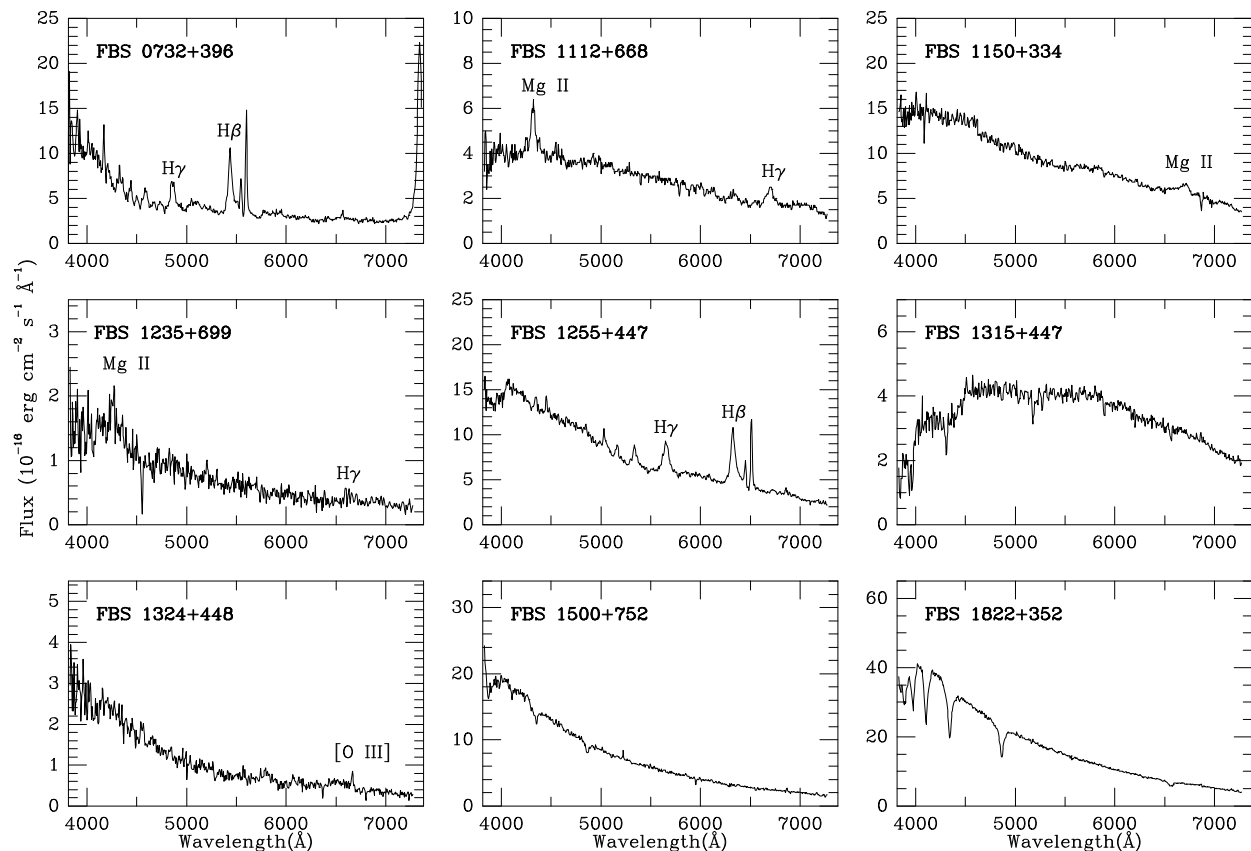


Fig. 3.— Spectra of the nine observed FBS objects identified either with an X-ray or radio source.

The QSO $U - B$ colour changes with z ; but most of the changes, at least for $z < 2.2$, are due to the presence of an emission line in one of the two filters. The $U - B$ colour of the continuum is in the range $-0.9 < U - B < -0.7$. Slitless spectroscopic surveys are sensitive to the colour of the continuum, unaffected by the emission lines. There are 58 known stars with $14.0 < V < 16.5$ and $U - B < -0.70$ in the FBS area; 39 (67%) have been found by the FBS; we shall adopt this value as the completeness of this survey for QSOs brighter than $V = 16.5$.

The PG survey does not cover the region at galactic latitudes lower than 30° . The PG and FBS samples have about 2250 deg^2 in common. Out of the 1103 FBS objects, 618 are within the PG fields, 276 being in the PG sample (FBS 0854+385 is PG 0854+385, but the original FBS R.A. is affected by a printing error; FBS 0935+395 is not a PG object; PG 0752+770, 0836+619, 1047+694, 1335+369, 1551+719, 1600+369, 1606+627, 1620+648 and 1722+353 are FBS objects, but their original PG positions are affected by errors reaching several arcminutes; the declination of FBS 1559+369 is affected by a printing error of $1'$; it is G 180–23 [21] and PG 1600+369; the declination of FBS 1619+648 is also affected by a printing error of $1'$. Accurate positions for these objects have been measured and are given in Table 1).

Table 3: Journal of observations and relevant data for the observed FBS objects. References are to the original lists of the FBS.

FBS Name	b	Ref.	Mag	Type	Date	Exp. time (min)	Classification
0019+348	-27.4	(2)	15.0	B2	27.10.97	10	CV
0028+441	-18.3	(11)	14.5	B2e:	27.10.97	15	sdB
0140+427	-18.9	(11)	16.5	N1e	27.10.97	20	sdB
0306+333	-21.1	(2)	14.7	B1	27.10.97	20	CV:
0632+663	23.3	(5)	16.0	N3e:	28.10.97	15	sdB
0649+716	25.9	(6)	17.1	N1	28.10.97	20	featureless
0732+396	25.1	(9)	16.	B2	28.10.97	20	Sey1 $z = 0.118$
1112+668	47.9	(5)	17.	B2a:	26.05.98	20	QSO $z = 0.544$
1150+334	76.0	(2)	16.2	N2e:	26.05.98	20	QSO $z = 1.40$
1235+699	47.4	(6)	17.9	N1e	26.05.98	20	QSO $z = 0.522?$
1255+447	72.6	(11)	16.5	B1	25.05.98	20	QSO $z = 0.300$
1315+447	71.9	(11)	17.0	N1	25.05.98	20	DZ:
1324+448	71.1	(11)	17.0	B1	26.05.98	20	QSO $z = 0.331?$
1401+865	30.7	(8)	16.2	N1e:	25.05.98	20	DZ
1449+440	75.6	(12)	16.0	N1	26.05.98	20	F0
1452+762	39.0	(7)	16.0	N2e	25.05.98	20	sdB
1500+752	39.5	(7)	16.9	B2a	26.05.98	20	DA:
1523+363	56.3	(3)	16.1	N1	26.05.98	20	F0
1557+448	48.9	(12)	16.5	de:	25.05.98	20	H II $z = 0.0417$
1607+439	47.1	(12)	16.0	s1e:	26.05.98	20	F0:
1715+406	34.5	(6)	16.0	sd3e	25.05.98	20	sdF:
1716+394	34.2	(10)	17.0	N1e:	25.05.98	20	F0
1755+663	30.2	(5)	16.3	N2	26.05.98	20	F0
1810+374	23.4	(3)	15.7	B2	26.05.98	20	sdA
1819+348	20.9	(3)	14.8	B1e:	15.06.98	20	sdA
1822+414	22.4	(12)	14.5	B1	25.05.98	20	sdB-O
1822+352	20.5	(3)	15.8	B2	25.05.98	20	DA
1833+447	21.5	(12)	15.5	B1a	25.05.98	20	F0
2149+425	-8.7	(12)	13.5	B1	27.10.97	5	sdB
2249+391	-17.9	(10)	16.5	N1e:	27.10.97	20	F5
2315+443	-15.2	(12)	17.	N2e:	27.10.97	20	F5

Forty-six PG objects have not been found in the FBS, but ten are Markarian objects, i.e. belong to the first part of the FBS. So 88% (276/312) of the PG objects have been discovered. The 36 undiscovered objects have been examined on the FBS plates; 24 have a weak UV excess (the PG survey finds a significant fraction of stars with $U - B \sim -0.4$, while the FBS is relatively insensitive for $U - B > -0.7$; the others are fainter than $B \sim 16$ and are near the magnitude limit of rather poor plates). From this, we conclude that the FBS survey is $\sim 90\%$ complete for $U - B < -0.5$. This is significantly larger than the 67% success rate obtained from the UBV stars; it is probably due to the fact that, in principle, the PG survey contains only objects brighter than $B = 16.2$.

There are 25 PG QSOs in the FBS area (listed in Table 4), 23 of them have been found; the two exceptions are PG 0953+414 and PG 1112+431; the first is on the very edge of the FBS plate, while the second is weak on the original plate and has been missed; its APS magnitude is also quite weak ($O = 17.03$). This confirms that the FBS is very efficient in discovering bright QSOs. However, at low galactic latitudes, there is only one FBS QSO, suggesting a very low success rate which could be due in part to Galactic extinction and reddening and in part to crowding on the objective prism plates.

5.2. The AGN content of the FBS

Thirty-four FBS objects are listed as QSOs in the eight edition of the Véron-Cetty & Véron catalogue [55]. Two more (FBS 1102+347 and 1147+673) have been shown to be QSOs [25] and six have been identified in the present paper (Table 2). There are therefore 42 known QSOs in the FBS, 41 being at high galactic latitude ($|b| > 30^\circ$).

At high galactic latitudes, all FBS objects associated with a ROSAT RASS-BSC source have been identified. Among them, there are 25 QSOs with known z , and one without, altogether 26. As about 60% of all PG QSOs are RASS sources, and assuming that this is true for the FBS QSOs, we should have a total of about 43 QSOs in the FBS catalogue (including the one without known z). This suggests that the number of QSOs still to be found in the FBS catalogue is very small as 42 have already been found.

All 114 AGNs from the PG survey have been observed at 5 GHz with the VLA [28]; thirty five (30%) have been detected with a flux density larger than 3 mJy. The same fraction (12/40) of the known FBS QSOs have been detected in the NVSS survey, suggesting that the number of QSOs in the as yet spectroscopically unobserved FBS objects is small and probably cannot exceed about 10, as the fraction of radio-detected QSOs would then drop below 25% and be significantly lower than the corresponding fraction for the PG survey.

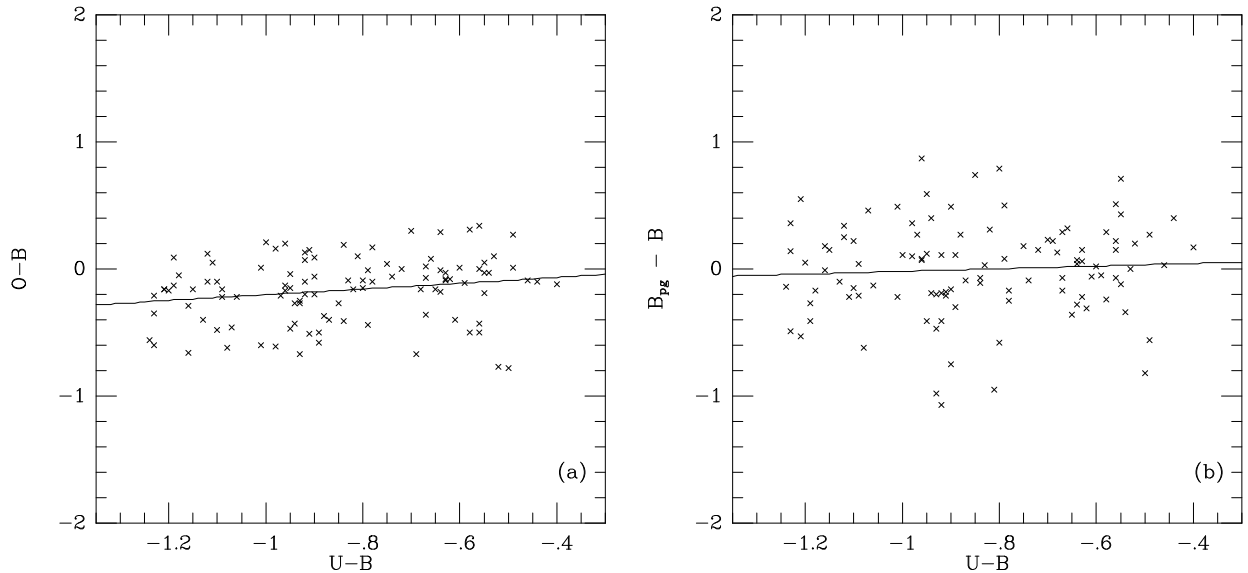


Fig. 4.— (a) Plot of the differences between the APS O magnitudes and the photoelectric B magnitudes for 105 PG objects. (b) Plot of the differences between the PG photographic and the photoelectric B magnitudes for the same 105 objects. In the two figures, the straight lines represent the best fits through the data.

5.3. Completeness of the PG survey

Goldschmidt et al. [22] have found a systematic difference of 0.28 mag between the PG magnitudes and their own measurements for 25 PG stars, the PG magnitudes being too bright; they suggested that this difference was due to a zero-point error in the PG magnitude scale. The mean differences between the PG and photoelectric magnitudes for 105 stars is equal to 0.00 mag; this does not confirm the existence of an systematic offset in the PG scale. The quoted error for the PG photographic B magnitude is $\sigma = 0.29$ mag [23]. The comparison with photoelectric magnitudes gives $\sigma = 0.37$ mag (Fig. 4b).

It has been suggested [58] that, on average, the PG magnitudes for QSOs are too bright; as we do not observe such an effect for the stars, we suggest that this is due to the QSO variability; QSOs are discovered preferentially when they are bright; when measured at an epoch different than the survey epoch they are found to be systematically weaker by a few tens of a magnitude [20].

The QSO counts are systematically affected by the photometric errors in B as these errors scatter many more objects toward brighter magnitudes than it does toward fainter magnitudes. Assuming that the error distribution is Gaussian, with dispersion σ , the correction to be applied to the observed counts is a factor 10 to the power of $[(b + 1)\sigma^2/2]$, where b is the slope of the integrated number-magnitude relation: $\log N(B) = a + b \times B$ [18,53]. Assuming $b = 0.75$, if $\sigma = 0.27$ mag, the true QSO surface densities are smaller by 1.16 than the observed ones; if $\sigma = 0.37$, the correction is 1.32.

Table 4: PG and FBS QSOs in the FBS area (continues).

Postion	z	B	O	M_B				b	Name
0732+396	0.118	16.:	14.70	−24.6	X	N	F	25.1	
0804+761	0.100	15.15	14.18	−24.4	X	Y	PF	31.0	
0838+770	0.131	16.30	17.55	−22.0	X	Y	PF	32.7	
0844+349	0.064	14.00	16.89	−20.7	X	Y	PF	38.0	
0931+437	0.456	16.41	16.47	−25.8	X	Y	PF	47.4	US 737
0935+416	1.966	16.30	16.07	−29.6	-	Y	PF	48.3	
0936+396	0.458	16.30	16.69	−25.6	-	Y	PF	48.6	
0947+396	0.206	16.40	16.39	−24.1	X	Y	PF	50.7	
0953+415	0.239	15.05	15.59	−25.3	X	Y	P	51.7	
0959+685	0.773	16.28	16.01	−27.1	x	Y	F	42.0	
1002+437	0.178	15.:	16.39	−23.8	X	Y	F	52.9	
1007+417	0.613	15.:	16.04	−26.9	X	Y	F	54.2	4C 41.21
1048+342	0.167	15.81	15.94	−24.2	X	Y	PF	63.4	
1049+617	0.421	16.66	16.62	−25.3	X	Y	F	50.4	4C 61.20
1100+772	0.313	15.86	15.93	−25.6	X	Y	PF	38.6	3C 249.1
1102+347	0.51	16.2	–	−26.2	-	N	F	66.2	CSO 314
1112+668	0.544	17.0	16.53	−26.1	X	Y	F	47.9	
1112+431	0.302	16.20	17.03	−24.4	-	Y	P	64.9	
1114+445	0.144	16.05	15.11	−24.6	x	Y	PF	64.5	
1115+407	0.154	16.02	14.57	−25.3	X	Y	PF	66.7	
1121+422	0.234	16.02	15.84	−24.6	X	Y	PF	66.9	
1137+661	0.650	16.50	16.25	−26.6	X	Y	F	49.7	3C 263.0

X: in the ROSAT All Sky Survey Bright Source Catalogue; x: in the ROSAT WGACAT Catalogue; R: in the NRAO VLA Sky Survey; Y: in the PG area; N: not in the PG area; O: APS O magnitudes; P: in the PG catalogue; F: in the FBS catalogue.

Table 4: PG and FBS QSOs in the FBS area (end).

Position	z	B	O	M_B				b	Name
1140+680	0.796	17.0	16.82	-26.8	X	Y	F	48.1	
1147+673	1.02	16.7	16.69	-27.2	-	Y	F	49.1	
1150+334	1.40	16.2	16.30	-28.8	R	Y	F	76.0	CSO 373
1229+710	0.208	15.4	15.66	-24.9	X	Y	F	46.3	
1235+699	0.522	17.9	17.96	-24.5	x	Y	F	47.4	
1242+342	0.717	17.3	17.52	-25.8	-	Y	F	83.1	CSO 919
1248+401	1.032	16.06	16.33	-28.0	X	Y	PF	77.3	
1255+447	0.300	16.5	16.48	-24.9	X	Y	F	72.6	
1309+355	0.184	15.45	15.64	-24.7	X	Y	PF	80.7	
1322+659	0.168	15.86	15.71	-24.2	X	Y	PF	51.1	
1324+448	0.331	17.:	18.09	-23.5	X	Y	F	71.1	
1329+412	1.937	16.30	16.78	-29.1	-	Y	PF	73.8	
1338+416	1.204	16.08	16.50	-28.1	-	Y	PF	72.5	
1351+640	0.088	15.42	-	-22.3	x	Y	PF	52.0	
1402+436	0.320	15.:	-	-25.4	-	Y	F	68.0	CSO 409
1411+442	0.089	14.99	-	-22.6	x	Y	PF	66.4	
1444+407	0.267	15.95	-	-24.9	X	Y	PF	62.7	
1512+370	0.370	15.97	-	-25.8	X	Y	PF	58.3	B2 1512+37
1526+659	0.345	17.0	16.90	-24.8	x	Y	F	44.4	
1630+377	1.478	15.96	16.62	-28.5	x	Y	PF	42.9	
1634+706	1.337	14.90	15.27	-29.7	x	Y	PF	36.6	
1641+399	0.594	16.25	15.87	-26.7	X	Y	F	40.9	3C 345.0

X: in the ROSAT All Sky Survey Bright Source Catalogue; x: in the ROSAT WGACAT Catalogue; R: in the NRAO VLA Sky Survey; Y: in the PG area; N: not in the PG area; O: APS O magnitudes; P: in the PG catalogue; F: in the FBS catalogue.

In principle the PG survey selected all objects with $U - B < -0.46$ (and brighter than $B \sim 16.2$); however, the $U - B$ colour was measured with a relatively large error (0.24 mag rms) which induced an incompleteness estimated at around 12% [53]. Moreover, in the interval $0.6 < z < 0.8$, the strong $\text{Mg II } \lambda 2800$ emission line is in the B filter which results in a much redder $U - B$ colour than for neighbouring redshifts; as a result in this interval, the PG survey picked up too few quasars and was estimated to be only 72% complete [53].

The catalogue of mean UBV data on stars [44] contains 283 stars in the magnitude range $12.0 < B < 16.5$ and with $U - B < -0.40$ in the full $10\,714 \text{ deg}^2$ area of the PG survey; 190 are included in the PG catalogue (there are 59 stars fainter than $B = 16.5$ in the PG area, but only two are included in the PG catalogue). Twenty four stars photoelectrically observed because they were in the PG catalogue [29,37] have been ignored. The overall completeness of the PG survey is therefore 64% (166/259). 67% (162/241) of the stars brighter than $B = 16.2$ were found in the PG survey, while only 22% (4/18) of those weaker than this were detected. The completeness of the PG survey for stars brighter than $B = 16.2$ rises from about 55% for $U - B > -0.60$ to 80% for $U - B < -1.0$. For PG QSOs ($B < 16.2$), the completeness should not be less than $\sim 70\%$.

There are 19 known non-PG QSOs in the FBS catalogue, listed in Table 4; 17 are within the limits of the PG survey, but twelve have APS O magnitudes weaker than 16.2 and may have been too weak for having been discovered by the PG survey. FBS 1641+399 is 3C 345.0, an optically violently variable, with a B magnitude ranging from 14.7 to 17.7 [30]; according to the published light-curve, during the epoch of the PG survey (Jan. 1973–May 1974) the object was always fainter than $B = 16.4$ and was most probably weaker than the plate limit. The published magnitudes for FBS 1402+436 are inaccurate and in poor agreement ($B = 15 \pm 0.75$ [12], $B = 16$ [49], $V = 16.5$ [27]), suggesting that this object could have been weaker than the PG limiting magnitude. We are left with only three bright FBS QSOs missing from the PG catalogue implying an incompleteness of 15% (assuming that the FBS is 70% complete). Two of them are in the z range (0.6–0.8) in which the $U - B$ excess is reduced because of the presence of the Mg II line in the B filter which could explain their absence from the PG survey.

Wampler & Ponz [58] suggested that the incompleteness of the PG survey could be substantial. Goldschmidt et al. [22] found five new QSOs with $B < 16.17$ in a 330 deg^2 area included in the PG area where Green et al. [23] found only one; they got a surface density of 0.018 deg^{-2} , about three times larger than PG. We have obtained a spectrum of one of them (Q 1404–0455) which shows it to be a starburst galaxy at $z = 0.029$. For two others, the O magnitudes extracted from the APS database [48] are greater than 16.5; it is not clear if this is due to variability or to a difference in the magnitude scales. In these conditions, it seems hazardous to conclude to a gross incompleteness of the PG survey on the basis of these data. Köhler et al. [33] surveyed a 611 deg^2 area and concluded to an incompleteness of the BQS by a factor 2 to 3; they found eight QSOs brighter than $B = 16.16$, or 0.013 deg^{-2} . La Franca & Cristiani [36] have surveyed an area of 555 deg^2 in the magnitude range $15 < B < 18.75$; they found that, for magnitudes brighter than $B = 16.4$, the QSO surface density (0.013 deg^{-2} , derived from seven objects) is a factor 2.2 higher than

Table 5: Bright ($O < 16.2$) QSOs at $|b| > 30^\circ$ not in the FBS.

Name	Position	z	B	O	M_B			b
HS 0806+6212	0806+62	0.173	16.5	16.12	-24.0	-	Y	33.0
KUV 08126+4154	0812+41	1.28	16.4	15.91	-28.9	-	Y	32.9
US 1329	0833+44	0.249	15.6	15.24	-25.7	X	Y	37.0
KUV 09468+3916	0946+39	0.360	16.1	15.99	-25.8	X	Y	50.6
RX J10265+6746	1022+68	1.178	15.0	-	-29.6	-	Y	43.9
KUV 11274+4133	1127+41	0.72	16.93	16.12	-27.0	-	Y	68.1
HS 1312+7837	1312+78	2.00	16.4	15.84	-30.1	-	N	38.7
CSO 1022	1351+36	0.284	16.	-	-25.3	-	Y	73.9
RX J14249+4214	1422+42	0.316	15.7	-	-25.8	X	Y	65.7
B3 1621+392	1621+39	1.97	16.7	15.86	-30.0	X	Y	44.7
RXS J16261+3359	1624+34	0.204	16.5	15.82	-24.7	X	Y	43.8
RXS J17060+6857	1706+69	0.449	16.3	16.04	-26.2	X	N	34.6
HS 1710+6753	1710+67	0.41	16.4	15.94	-26.1	-	N	34.5
B2 1721+34	1721+34	0.206	15.46	-	-25.0	X	Y	32.2

X: in the ROSAT All Sky Survey Bright Source Catalogue; Y: in the PG area; N: not in the PG area; O: APS O magnitudes.

the PG value. Savage et al. [51] found 16 QSOs brighter than $B = 16.16$ in a 1500 deg^2 area or 0.011 deg^{-2} . These samples are quite small; the zero-point errors of their magnitude scales have not been determined. These results should, therefore, be considered as tentative.

6. BUILDING A “COMPLETE” QSO SURVEY BASED ON APS O MAGNITUDES

Because of their variability, it is an impossible task to compare two QSO surveys of the same region of the sky made at different epochs. However we now have, for a large fraction of the sky, the possibility to extract from the APS database, for any object, the O magnitude as measured on the Palomar Sky Survey plates [48] with an accuracy of about 0.2 mag [38]. By doing this for all known QSOs found in the same area of the sky during a number of different surveys, we may hope to get as near as possible from an ideal survey complete to a well defined limiting magnitude.

We have extracted the O magnitudes of 105 PG UV-excess stars (excluding CVs). We have compared these magnitudes with the photoelectric B magnitudes [44] and found a color equation: $O - B = 0.23(U - B) + 0.02$ (Fig. 4a); the rms error on the O magnitudes is 0.26 mag, slightly larger than the published value. For $U - B = -0.8$, the mean value for QSOs, the O magnitudes

are systematically too bright by 0.16 mag.

We have extracted the APS O magnitudes, when available, for all objects in the QSO catalogue [55] brighter than $B = 17$, with $M_B < -24.0$ and $z < 2.15$, located in the 2400 deg^2 of the FBS at $|b| > 30^\circ$. Whenever this O magnitude exists, we give it the preference. Table 4 contains 15 such QSOs with $O < 16.2$ (and 11 with $O < 16.0$, corresponding to $B = 16.2$) and three with $B < 16.2$. We have found ten additional QSOs with $O < 16.2$ (seven with $O < 16.0$) and four with $B < 16.2$ (listed in Table 5).

Thus our “complete” sample contains between 18 and 25 QSOs brighter than $B = 16.2$, or 0.0075 to 0.010 deg^{-2} ; this is 1.2 to 1.6 times larger than the PG surface density. If we correct these surface densities for the Eddington effect (1.16 for our survey and 1.32 for the PG survey), our surface densities are 1.4 to 1.8 times larger than the PG values.

It should be possible, when the APS database will be completed, to check the O magnitudes of the seven objects for which they are not yet available.

ACKNOWLEDGMENTS A.M. Mickaelian is grateful to the CNRS for making possible his visit to Observatoire de Haute-Provence for carrying out this work. A.C. Gonçalves acknowledges support from the *Fundação para a Ciência e a Tecnologia*, Portugal (PRAXIS XXI/BD/5117/95 PhD. grant).

REFERENCES

- [1] Abrahamian H.V., Mickaelian A.M., *Astrophysics* 35, 363, 1991.
- [2] Abrahamian H.V., Mickaelian A.M., *Astrophysics* 36, 62, 1993.
- [3] Abrahamian H.V., Mickaelian A.M., *Astrophysics* 36, 306, 1993.
- [4] Abrahamian H.V., Mickaelian A.M., *Astrophysics* 37, 27, 1994.
- [5] Abrahamian H.V., Mickaelian A.M., *Astrophysics* 37, 117, 1994.
- [6] Abrahamian H.V., Mickaelian A.M., *Astrophysics* 37, 224, 1994.
- [7] Abrahamian H.V., Mickaelian A.M., *Astrophysics* 38, 108, 1995.
- [8] Abrahamian H.V., Mickaelian A.M., *Astrophysics* 39, 315, 1996.
- [9] Abrahamian H.V., Lipovetsky V.A., Stepanian J.A., *Astrophysics* 32, 14, 1990.
- [10] Abrahamian H.V., Lipovetsky V.A., Mickaelian A.M., Stepanian J.A., *Astrophysics* 33, 418, 1990.

- [11] Abrahamian H.V., Lipovetsky V.A., Mickaelian A.M., Stepanian J.A., *Astrophysics* 33, 493, 1990.
- [12] Abrahamian H.V., Lipovetsky V.A., Mickaelian A.M., Stepanian J.A., *Astrophysics* 34, 7, 1991.
- [13] Allen S.W., Edge A.C., Fabian A.C. et al. , *MNRAS* 259, 67, 1992
- [14] Bade N., Engels D., Voges W., *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.* 127, 145, 1998
- [15] Beichman C.A., Neugebauer G., Habing H.J., Clegg P.E., Chester T.J. eds *IRAS Catalogs and Atlases. 2. Point Source Catalog. Declination Range 90>Dec>30. Joint IRAS Science Working Group.* NASA, Washington, DC: US GPO, 1988.
- [16] Condon J.J., Cotton W.D., Greisen E.W. et al., *Astron. J.* 115, 1693, 1998
- [17] Downes R.A., Webbing R.F., Shara M.M., *PASP* 109, 345, 1997
- [18] Eddington A. S., *MNRAS* 100, 354, 1940
- [19] Eritsian M. A., Mickaelian A. M., *Astrophysics* 36, 126, 1993
- [20] Francis P. J., 1996, *Publ. astron. soc Australia* 13, 212, 1996
- [21] Giclas H.L., Burnham R., Thomas N.G., *Lowell Obs. Bull.* 129, 1965
- [22] Goldschmidt P., Miller L., La Franca F., Cristiani S., *MNRAS* 256, 65P, 1992
- [23] Green R.F., Schmidt M. , Liebert J., *Astrophys. J. Suppl.* 61,305, 1986.
- [24] Gregory P.C., Scott W.K., Douglas K., Condon J.J., *Astrophys. J. Suppl.* 103, 427, 1996
- [25] Hagen H.-J., Engels D., Reimers D. ,*A&AS* (in press), 1998
- [26] Hayman P.G., Hazard C., Sanitt N., *MNRAS* 189, 853, 1979
- [27] Hutchings J.B., Neff S.G., *Astron. J.* 104, 1, 1992
- [28] Kellermann K.I., Sramek R., Schmidt M., Shaffer D.B., Green R., *Astron. J.* 98, 1195, 1989
- [29] Kidder K.M., Holdberg J.B., Mason P.A., *Astron. J.* 101, 579, 1991
- [30] Kidger M.R., *Astron. Astrophys.* 226, 9, 1989
- [31] Kilkeny D., Heber U., Drilling J.S., *South African astron. obs. Circ.* 12, 1988
- [32] King I.R., Raff M.I., *PASP* 89, 120, 1977
- [33] Köhler T., Groote D. , Reimers D., Wisotzki L., *Astron. Astrophys.* 325, 502, 1997
- [34] Kondo M., Watanabe E., Yutani M., Noguchi T., *Publ. astron. Soc. Japan* 34, 541, 1982

- [35] Kondo M., Noguchi T., Maehara H., *Ann. Tokyo Astron. Obs.*, 2nd Ser. 20, 130, 1984
- [36] La Franca F., Cristiani S., *Astron. J.* 113, 1517, 1997
- [37] Landolt A.U., *Astron. J.* 104, 340, 1992
- [38] Larsen J.A., Humphreys R.M., *Astrophys. J.* 436, L149, 1994
- [39] Lemaitre G., Kohler D., Lacroix D., Meunier J.-P., Vin A., *Astron. Astrophys.* 228, 546, 1989.
- [40] Markarian B.E., Lipovetsky V.A., Stepanian J.A., Erastova L.K., Shapovalova A.I., *Commun. Special Astrophys. Obs.* 62, 5, 1989.
- [41] Marsh M.C., Barstow M.A., Buckley D.A. et al., *MNRAS* 286, 369, 1997
- [42] Massey P., Strobel K., Barnes J.V., Anderson E., *Astrophys. J.* 328, 315, 1988.
- [43] McCook G.P., Sion E.M., *Astrophys. J. Suppl. Ser.* 65, 603, 1987
- [44] Mermilliod J.-C., Mermilliod M., *Catalogue of mean *UBV* data on stars*, Springer-Verlag, 1994
- [45] Mickaelian A.M., *Discovery and Investigation of Blue Stellar Objects of the First Byurakan Survey*, Ph.D. thesis, Byurakan, 1994.
- [46] Mickaelian A.M., Eritsian M.A., Abramian G.V., *Astrophysics* 34, 186, 1991
- [47] Noguchi T., Maehara H., Kondo M., *Ann. Tokyo astron. Obs.* 2nd ser. 18, 55, 1980
- [48] Pennington R.L., Humphreys R.M., Odewahn S.C., Zumach W., Thurmes P.M., *Publ. Astron. Soc. Pacific* 105, 521, 1993
- [49] Pesch P., Sanduleak N., *Astrophys. J. Suppl. Ser.* 70, 163, 1989
- [50] Rengelink R.B., Tang Y., de Bruyn A.G. et al., *Astron. Astrophys. Supl. Ser.* 124, 259, 1997
- [51] Savage A., Cannon R.D., Stobie R.S. et al., *Proceedings ASA* 10, 265, 1993
- [52] Sanduleak N., Pesch P., *Astrophys. J. Suppl. Ser.* 66, 387, 1988
- [53] Schmidt M., Green R.F., *Astrophys. J.* 269, 352, 1983
- [54] Véron-Cetty M.-P., Véron P., *Astron. Astrophys.* 115, 97, 1996.
- [55] Véron-Cetty M.-P., Véron P., *ESO Scientific Report N° 18*, 1998.
- [56] Voges W., Aschenbach B., Boller T. et al., *IAU circ.* 6420, 1996
- [57] Wagner R.M., Sion E.M., Liebert J., Starrfield S.G., *Astrophys. J.* 328, 213, 1988

- [58] Wampler E.J., Ponz D., *Astrophys. J.* 298, 448, 1985
- [59] Wegner G., Boley F.I., *Astron. J.* 105, 660, 1993
- [60] Wegner G., McMahan R.K., *Astron. J.* 90, 1511, 1985
- [61] Wegner G., McMahan R.K., *Astron. J.* 91, 139, 1986
- [62] Wegner G., McMahan R.K., *Astron. J.* 96, 1933, 1988
- [63] Wegner G., Swanson S.R., *Astron. J.* 99, 330, 1990
- [64] Wegner G., Swanson S.R., *Astron. J.* 100, 1274, 1990
- [65] Wegner G., McMahan R.K., Boley, *Astron. J.* 94, 1271, 1987
- [66] White N.E., Giommi P., Angelini L., *IAU circ.* 6100, 1994

Conclusions et perspectives

Ce chapitre résume les conclusions des travaux discutés au long du manuscrit. Nous y présentons également quelques idées à explorer de façon à compléter l'étude des objets à « spectre de transition ». En particulier, des observations à haute résolution spatiale, avec le VLT, seraient en mesure de confirmer notre hypothèse et démontrer que tous les objets à « spectre de transition » sont, en fait, des « composites ».

Malgré les perspectives intéressantes qu'offre le VLT pour l'étude de ces objets, nous considérons que ce travail est terminé; notre intérêt se tourne, donc, vers les objets du type LINER et les galaxies de Seyfert de type 1 à raies étroites qui constituent un domaine intéressant, où nous pensons nous engager par la suite.

9.1 Conclusions

L'exposé de nos travaux sur les noyaux actifs de galaxie à « spectre de transition » a été fait sous forme de quatre articles couvrant un échantillon d'objets assez grand, (63 galaxies). Deux de ces articles ont été consacrés à l'étude d'objets particuliers : NGC 5252 et KUG 1031+398. Nous présenterons les conclusions issues de ces travaux séparément.

9.1.1 Les objets à « spectre de transition »

Les résultats de nos études sur les objets à « spectre de transition » sont donnés en détail dans les deux articles présentés dans le Chapitre 5; ils peuvent être résumés de la façon suivante :

- nous avons observé 61 objets à « spectre de transition » parmi un échantillon de 88 galaxies; la plupart de ces objets montre un spectre « composite » de deux régions dont le mécanisme d'excitation est différent;
- Filippenko & Terlevich (1992) ont suggéré que les LINERs dont la raie de [O I] $\lambda 6300$ est faible ($[O I] \lambda 5007/H\beta < 1/6$) peuvent être expliqués par des processus d'origine stellaire (photo-ionisation par des étoiles chaudes); une autre explication a été avancée, selon laquelle ces objets seraient des « composites » avec des régions H II. Nos résultats sont en accord avec cette alternative;

- quelques objets dans la classe des Seyfert 2s ont des raies de [N II] très faibles; leur intensité peut être attribuée soit à une sous-abondance de cet élément, soit à la présence de deux types de nuages ionisés (des nuages confinés par l’ionisation et des nuages confinés par la matière);
- quand on élimine les objets « composites » des diagrammes de diagnostic, les différentes classes d’objets sont bien séparées; les Seyfert 2s sont distribuées autour de $\log([\text{N II}] \lambda 6583/\text{H}\alpha) \sim -0,05$;
- la distribution des valeurs de $\log([\text{O I}] \lambda 6300/[\text{O III}] \lambda 5007)$ pour les Seyfert 2s et les LINERs montre un minimum voisin de $-0,6$ ce qui semble indiquer, bien que notre échantillon ne soit pas complet, qu’il n’y a pas de continuité entre les deux classes.

Récemment, Hill et al. (1999) ont publié une étude dans le domaine infrarouge d’un échantillon de galaxies à raies en émission dont les rapports de raies dans le visible sont ambigus. Ils ont sélectionné 34 de ces objets, suivant le même critère de sélection que celui que nous avons employé; leurs objets ont été limités à un décalage vers le rouge de 0,035 et aux déclinaisons inférieures à 24° . Des observations à basse résolution ($R = 400$) menées dans le domaine $0,9 - 2,5 \mu\text{m}$ sur 17 de ces galaxies ont montré que les raies dans l’infrarouge proche présentent, elles aussi, des valeurs intermédiaires entre les galaxies à flambée d’étoiles et les noyaux actifs de galaxie. Ces travaux confirment donc nos résultats sur les objets à « spectre de transition ».

Le fait que les objets à « spectre de transition » soient, en réalité, des « composites » observés avec une résolution spatiale insuffisante a été démontré de façon incontestable dans le cas de la galaxie NGC 5252. La comparaison des observations obtenues sur cet objet avec le télescope spatial Hubble et au sol, avec le 1,93 m de l’OHP, l’a confirmé.

9.1.2 NGC 5252 et les LINERs

Nous nous sommes intéressés aux LINERs à la suite des résultats de l’étude effectuée sur la galaxie NGC 5252; les conclusions issues de ces travaux peuvent être résumées de la façon suivante :

- NGC 5252 est une galaxie à « spectre composite » dont le noyau montre de l’émission du type LINER caché par de l’émission typique d’une Seyfert 2; l’occurrence simultanée de ces deux types d’émission dans les objets faisant partie de notre échantillon est rare;
- les deux types d’émission (LINER et Seyfert) observés dans cet objet peuvent être dûs à une source ionisante commune, d’origine non-stellaire; ceci est corroboré par des observations dans le domaine X et infrarouge proche;
- un spectre du type LINER peut être obtenu par dilution d’un continu ionisant associé à un spectre du type Seyfert; la dilution du continu peut, dans le cas de NGC 5252, être due à la présence de nuages confinés par la matière;
- une même source ionisante à l’origine des deux types d’émission implique, au moins dans le cas de NGC 5252, qu’il existerait une certaine « continuité » entre les classes des LINERs et des Seyfert 2s; ceci semble contredire un des résultats de l’étude des objets à « spectre de transition » (on observe une séparation nette entre les objets avec une forte émission de [O III] et ceux avec une faible émission de [O III]).

Les deux résultats ne sont pas incompatibles ; en effet, nous avons vu (Chapitre 6) que l'émission du type LINER peut résulter de plusieurs phénomènes, similaires en surface, mais différents au niveau physique. Il semble exister, au moins, deux types de LINERs : les uns associés à la présence d'un noyau actif de galaxie, ionisés par un continu d'origine non-stellaire, et les autres associés aux phénomènes de « *cooling flow* » dans les galaxies centrales des amas, ionisés très probablement par des étoiles très chaudes. Les conclusions de notre discussion sur les LINERs vont dans le même sens que celles issues de travaux récents menés dans l'infrarouge proche (Larkin et al. 1998).

9.1.3 KUG 1031+398 et la ILR

KUG 1031+398 est un exemple d'objet dont le spectre, évidemment « composite », est très complexe. Cette galaxie constitue, également, un exemple de l'importance que peuvent avoir les corrections mentionnées dans le Chapitre 4, notamment la correction de l'absorption atmosphérique. Nos résultats sur cet objets sont résumés ci-dessous :

- KUG 1031+398 est un objet à « spectre composite » très complexe ;
- le spectre nucléaire de cet objet montre la présence de plusieurs types d'émission : nous avons identifié des régions d'émission associées à des nuages typiques d'une Seyfert 2 et d'une région H II, ainsi que de l'émission associée à la BLR ;
- l'émission associée à la BLR est mieux décrite par un profil lorentzian (contrairement aux raies interdites, bien ajustées par un profil gaussien) ;
- la composante « intermédiaire » (issue de la ILR) observée par Mason et al. (1996) n'est plus nécessaire quand les spectres sont corrigés de l'absorption atmosphérique et quand les rapports des raies dans le modèle utilisé pour l'ajustement des profils ne sont pas laissés libres, mais fixés aux valeurs données par Osterbrock (1989) ;
- aucune preuve n'ayant été trouvée de la présence d'une composante « intermédiaire » dans le spectre de KUG 1031+398, et cet objet étant le seul pour lequel une telle région avait été fermement signalée, l'existence de la ILR reste à prouver.

9.2 Perspectives

9.2.1 Les objets à « spectre de transition »

Nous avons observé 70% de notre échantillon ; les résultats obtenus sur 61 galaxies à « spectre de transition » nous semblent suffisants pour pouvoir affirmer qu'il n'existe pas de vrais objets à « spectre de transition », mais seulement des objets dont le spectre est « composite ». Ceci a été confirmé par des observations à très haute résolution spatiale, avec le *HST*, et pourrait être vérifié avec le VLT, par exemple. En effet, si les objets dits à « spectre de transition » pouvaient être observés avec une résolution spatiale suffisante nous pourrions certainement identifier plusieurs régions d'émission dans leur noyau. Des candidats à une telle étude seraient NGC 3185, Mark 1291, IRAS 12474+4345 S, Mark 266 SW et IRAS 15184+0834, pour lesquels nos résultats ne sont pas concluants.

Par ailleurs, il serait intéressant de vérifier la nature des galaxies PKS 0349–27, NGC 2110 et NGC 5929 ; il s'agit des seuls objets qui restent dans la région de « transition » entre Seyfert 2s et LINERs dans les diagrammes de diagnostic après avoir enlevé

tous les objets à « spectre de transition » étudiés. Nous avons obtenu des données pour 2 de ces objets; des données *HST* sont également disponibles.

Par ailleurs, une question intéressante est posée par les quelques galaxies à faible émission de [N II]. La recherche de la cause de cette caractéristique passe par la construction d'un modèle de photo-ionisation tenant compte de l'émission de ces raies, ainsi que de He II $\lambda 4686$ et [O I] $\lambda 6300$.

9.2.2 Les LINERs

Le sujet du mécanisme d'excitation des LINERs est très controversé et constitue un sujet de recherche future fort intéressant. Les travaux de Larkin et al. (1998), en particulier, semblent très prometteurs et pourraient être appliqués à l'étude systématique d'un échantillon représentatif de LINERs.

Ces auteurs ont séparé les LINERs en deux classes basées sur le rapport $[\text{Fe II}] 1,256 \mu\text{m} / \text{Pa } \beta$: les LINERs à faible $[\text{Fe II}] 1,256 \mu\text{m}$ sont définis comme ayant un rapport de raies $[\text{Fe II}] 1,256 \mu\text{m} / \text{Pa } \beta < 2$, par opposition aux LINERs à émission $[\text{Fe II}] 1,256 \mu\text{m}$ intense. Les LINERs ayant des raies larges sont ceux qui ont une faible émission $[\text{Fe II}] 1,256 \mu\text{m}$ et les sources X les plus intenses de l'échantillon. En revanche, aucun LINER à forte émission $[\text{Fe II}] 1,256 \mu\text{m}$ ne présente de raies larges, ni n'est connu par son émission X intense; par ailleurs, quelques LINERs à émission $[\text{Fe II}] 1,256 \mu\text{m}$ intense montrent des signes de formation stellaire récente.

Des diagrammes de diagnostic dans l'infrarouge proche seraient donc en mesure de séparer les LINERs en deux populations : ceux associés aux AGNs et ceux résultant de phénomènes d'origine stellaire. Ceci semble être nécessaire pour progresser dans la recherche de la nature des objets de ce type.

Un échantillon intéressant de LINERs pourrait être construit en prenant comme candidats LINER les galaxies centrales des amas; nombre d'amas de galaxies ont été mis en évidence par le *ESO Imaging Survey* (Scodreggio et al. 1999). Des observations dans l'infrarouge proche pourraient être effectuées avec le spectrographe ISAAC (*Infrared Spectrometer And Array Camera*), installé sur la première unité du VLT.

En ce qui concerne les LINERs associés à un noyau actif, il serait intéressant d'explorer l'idée selon laquelle le rayonnement ionisant dans ces objets n'est plus, comme dans les Seyferts, le rayonnement UV/X du disque d'accrétion interne mince, mais celui d'un tore ionique très chaud; des modèles de photo-ionisation pourraient être développés pour vérifier cette hypothèse.

9.2.3 Les NLS1s

Nous avons sélectionné un échantillon de 88 galaxies de Seyfert de type 1 à raies étroites ou galaxies à spectre X mou; l'échantillon a été limité aux objets dont le décalage vers le rouge est inférieur à 0,1, la déclinaison supérieure à -20° et la magnitude plus brillante que 17,5. Des spectres ont déjà été obtenus pour 60 objets de cet échantillon; ces données seront publiées dans un atlas spectrophotométrique de ce type de galaxies (en préparation).

Références

- Filippenko A. V., Terlevich R., 1992, ApJ 397, L79
- Heckman T.M., 1980, A&A 87, 152
- Hill T.L., Heisler C.A., Sutherland R., Hunstead R.W., 1999, ApJ 117, 111
- Larkin J.E., Armus L., Knop R.A., Soifer B.T., Matthews K., 1998, ApJS 114, 59
- Mason K.O., Puchnarewicz E.M., Jones L.R., 1996, MNRAS 283, L26
- Osterbrock D.E., 1989, *Astrophysics of gaseous nebulae and active galactic nuclei*, University Science Books, Mit Valley
- Scodreggio M., Olsen L.F., da Costa L. et al., 1999, A&AS 137, 83

Liste des articles et communications publiés

Articles

The emission-line spectrum of KUG 1031+398 and the intermediate line region, A. C. Gonçalves, P. Véron, M.-P. Véron-Cetty, 1999, A&A 341, 662

NGC 5252 — a Liner undercover, A. C. Gonçalves, P. Véron, M.-P. Véron-Cetty, 1998, A&A 333, 877

AGNs with composite spectra, P. Véron, A. C. Gonçalves, M.-P. Véron-Cetty, 1997, A&A 319, 52

AGNs with composite spectra. II. Additional data, A. C. Gonçalves, M.-P. Véron-Cetty, P. Véron, 1999, A&AS 135, 437

Miscellaneous observations of active galactic nuclei. II., A. C. Gonçalves, P. Véron, M.-P. Véron-Cetty, 1997, A&AS 127, 107

On the nature of the FBS blue stellar objects and the completeness of the Bright Quasar Survey, A. M. Mickaelian, A. C. Gonçalves, M.-P. Véron-Cetty, P. Véron, 1999, *Astrofísica* 42, 5

Communications

AGNs with composite spectra, A. C. Gonçalves, P. Véron, M.-P. Véron-Cetty, in the proceedings of the ESO-IAC workshop on *Quasar Hosts* held in Tenerife, Spain, the 24–27 September 1996. D. L. Clements, I. Pérez-Fournon (eds.), ESO Astrophysics Symposia Series, Springer-Verlag, Berlin, Heidelberg, New York, 1997, p. 293

The emission-line spectrum of KUG 1031+398 and the Intermediate Line Region controversy, A. C. Gonçalves, P. Véron, M.-P. Véron-Cetty, in the proceedings of the *Structure and Kinematics of Quasar Broad Line Regions* conference held in Lincoln, Nebraska, the 23–26 March 1998. C. M. Gaskell, W. N. Brandt, M. Dietrich, D. Dultzin-Hacyan and M. Eracleous (eds.), in press

On the QSO content of the First Byurakan Survey and the completeness of the Palomar Green Survey, P. Véron, A.M. Mickaelian, A.C. Gonçalves, M.-P. Véron-Cetty, in the proceedings of the 194 IAU Symposium on *Activity in Galaxies and Related Phenomena* held in Byurakan, Armenia, the 17–21 August 1998. Y. Terzian, D. Weedman (eds.), 1999, p. 140

Table des figures

2.1	Cartes radio obtenues avec le VLA à 4,9 GHz pour deux radio-galaxies à morphologies du type FRI et FR II	11
2.2	Exemples de spectres de galaxies à raies en émission : Syefert 1, Seyfert 2, LINER et région H II.	13
2.3	Dessin schématique représentant le modèle standard (d'après Urry & Padovani 1995).	15
2.4	Spectres de la galaxie NGC 1068 en lumière directe et polarisée	17
3.1	Schéma du montage optique du spectrographe CARELEC	20
3.2	Spectres au repos de la galaxie MS 12235+2522 obtenus avec les CCDs TK512 et EEV42-20	23
3.3	Fonction d'appareil ajustée par la fonction « sinus cardinal » et les transformées de Fourier des deux fonctions	24
3.4	Détail d'une des plaques originales du relevé de Markarian	32
4.1	Variation de la mise au point en fonction de la température dans la coupole	40
4.2	Variation de l'étalement en longueur d'onde en fonction de la masse d'air et de la température dans la coupole	43
4.3	Spectre de KUG 1031+398 illustrant la correction de l'absorption atmosphérique	46
4.4	Spectre de NGC 2639 illustrant la correction de la contribution stellaire du noyau avec un template	47
5.1	Diagrammes de diagnostic de Veilleux & Osterbrock (1987)	52
5.2	Spectres de Markarian 622 illustrant la différence de profil entre les raies permises et interdites	55
5.3	Spectres de ESO 602-G25 illustrant les différences de profil et décalage vers le rouge entre les raies permises et interdites	56
6.1	Images <i>HST</i> de NGC 5252 avec l'emplacement des ouvertures utilisées pour les observations au sol et avec le télescope spatial	118
6.2	Carte radio et spectre de la galaxie 3C 218	119
6.3	Spectre de la galaxie NGC 7213, un LINER	121
6.4	Spectres de deux galaxies au centre d'un amas à « <i>cooling flow</i> »	122
7.1	Spectre de Markarian 504 (une NLS1) avant et après la correction du Fe II	134
7.2	Spectres de KUG 1031+398 obtenus par Mason et al. (1996)	135

Liste des tableaux

3.1	Liste des réseaux utilisés avec CARELEC	21
4.1	Liste des missions conduites avec CARELEC au 1,93 m de l'OHP	36
4.1	Liste des missions conduites avec CARELEC au 1,93 m de l'OHP (suite). .	37

