



Structure morphologique et populations stellaires d'un échantillon de galaxies spirales

Mémoire

Prime Karera

Maîtrise en physique
Maître ès sciences (M.Sc.)

Québec, Canada

© Prime Karera, 2016

Structure morphologique et populations stellaires d'un échantillon de galaxies spirales

Mémoire

Prime Karera

Sous la direction de :

Laurent Drissen, directeur de recherche

Résumé

Afin de caractériser la structure morphologique et les populations stellaires d'un échantillon de treize galaxies spirales, j'ai analysé des images WISE et GALEX, et j'ai construit des diagrammes magnitude-magnitude et couleur-magnitude pixel à pixel. Les diagrammes présentent des groupes de pixels qui correspondent spatialement aux composantes structurales des galaxies. Les diagrammes ainsi que les profils radiaux de brillance de surface indiquent que les variations de la densité surfacique de masse de la vieille population stellaire jouent un rôle important dans la différenciation des structures. On estime l'âge des jeunes complexes stellaires et l'extinction dans ces galaxies en les comparant à des modèles de populations stellaires simples nées de sursauts de formation stellaire instantanée. L'étude de ces propriétés est possible grâce à la combinaison des données ultraviolettes et infrarouge et à la grande sensibilité de la couleur ultraviolette à la variation de l'âge. On observe un gradient d'extinction dont la pente est liée à la présence d'une barre ou d'une activité nucléaire : en effet, l'extinction décroît avec la distance galactocentrique et la pente est plus petite pour les galaxies ayant une barre ou une activité nucléaire. On observe également un gradient d'âge où les régions externes sont moins évoluées que celles du centre sauf pour les galaxies de type tardif.

Abstract

To characterize the morphological structure and the stellar populations of a sample of thirteen spiral galaxies, we analyzed WISE and GALEX images, and constructed pixel magnitude-magnitude and color-magnitude diagrams. The diagrams reveal groups of pixels which spatially trace the structural components of the galaxies. The diagrams and radial surface brightness profiles indicate that variations in the surface mass densities of the old stellar populations play a major role in the differentiation of structures. We estimate the ages of the young stellar complexes and the dust extinction in these galaxies by means of comparison to models of simple stellar populations born from an instantaneous burst. The study of these properties is possible through the combination of ultraviolet and infrared data and to the high sensitivity of the ultraviolet colour to variations in age. We observe an extinction gradient whose slope depend on the presence of a bar or a nuclear activity : the extinction decreases with respect to the galactocentric distance and the slope is smaller for galaxies with a bar or with a nuclear activity. There is an age gradient as well, with the external regions being less evolved than the central ones, except for the late-type galaxies.

Table des matières

Résumé	iii
Abstract	iv
Table des matières	v
Liste des Tableaux	vi
Liste des Figures	vii
Remerciements	ix
1 Introduction	1
2 Structure morphologique des galaxies	6
2.1 Données.....	8
2.1.1 WISE.....	8
2.1.2 GALEX.....	10
2.2 Traitement des données.....	11
2.3 Diagrammes magnitude-magnitude et couleur-magnitude.....	20
2.3.1 Diagrammes magnitude-magnitude.....	21
2.3.2 Diagrammes couleur-magnitude.....	32
2.4 Profils de brillance de surface.....	43
3 Propriétés des populations stellaires	54
3.1 Traitement des données.....	54
3.2 HIIphot.....	59
3.3 Extinction.....	65
3.4 Âge.....	78
4 Conclusions	88
Bibliographie	91

Liste des Tableaux

2.1 – Propriétés de base des galaxies étudiées.....	7
2.2 – Caractéristiques des filtres et détecteurs de GALEX et WISE	11
2.3 – Brillances de surface limites des branches dans la bande W1.....	29
2.4 – Type T et masses stellaires des galaxies de l'échantillon.....	37
3.1 – Paramètres de calibration des flux monochromatiques.....	60
3.2 – Coefficients pour la relation $A(\text{FUV})$ vs $L(\text{IR})/L(\text{FUV})$	75

Liste des Figures

1.1 – Séquence de Hubble modifiée (ajout des types Sm/Sbm et Im/IBm).....	1
2.1 – Couverture du ciel par WISE.....	8
2.2 – Images GALEX des galaxies de l'échantillon.....	12
2.3 – Images WISE dans la bande W1 des galaxies de l'échantillon.....	17
2.4 – Images NUV de la galaxie NGC3359 pour les missions d'observation AIS, MIS et NGS.....	22
2.5 – Comparaison des diagrammes magnitude-magnitude de NGC3359 pour les missions d'observation AIS, MIS et NGS.....	23
2.6 – Ecarts entre les brillances de surface obtenues à partir des données AIS et NGS pour NGC3359.....	24
2.7 – Diagrammes magnitude-magnitude μ_{NUV} vs μ_{W1}	26
2.8 – Diagrammes magnitude-magnitude μ_{NUV} vs μ_{FUV}	30
2.9 – Carte spatiale des groupes de pixels.....	33
2.10 – Relation entre les brillances de surface limites de la branche rouge ($\mu_{\text{rouge,W1}}$) et de la branche bleue ($\mu_{\text{bleue,W1}}$) avec les paramètres structuraux des galaxies.....	36
2.11 – Diagrammes couleur-magnitude μ_{NUV} vs NUV – W1.....	38
2.12 – Diagrammes couleur-magnitude μ_{NUV} vs FUV – NUV.....	41
2.13 – Modèles de spectres de populations stellaires simples pour des âges et métallicités différents.....	44
2.14 – Diagrammes couleur-magnitude μ_{NUV} vs FUV – NUV pour les galaxies NGC4395 et NGC5194.....	45
2.15 – Profils de brillance de surface dans les bandes W1, NUV et FUV.....	46
3.1 – Images WISE dans la bande W3 des galaxies de l'échantillon.....	57
3.2 – Densités spectrales d'énergie des galaxies elliptiques NGC584, NGC777 et M87 à partir d'observations panchromatiques (de l'ultraviolet à l'infrarouge moyen).....	61
3.3 – Images composites (ultraviolet + infrarouge) des galaxies de l'échantillon.....	66
3.4 – Complexes stellaires détectés par HIIphot dans les cartes d'intensités FUV+W3 et FUV superposés à l'image FUV.....	70
3.5 – Extinction en fonction de la distance galactocentrique.....	76
3.6 – Gradients d'extinction en fonction des propriétés des galaxies de l'échantillon.....	79
3.7 – Extinction, exprimée comme le rapport des luminosités $L(\text{IR})$ et $L(\text{FUV})$, en fonction de la couleur ultraviolette observée.....	81
3.8 – Effet de la variation de l'âge dans le diagramme extinction vs couleur.....	84

*A mes parents,
frères et sœurs*

Remerciements

Ce mémoire marque la dernière étape de mon cheminement à la maîtrise. Beaucoup de gens m'ont soutenu au cours de cette aventure. Je voudrais profiter de cette occasion pour leur exprimer ma gratitude.

Mes remerciements s'adressent spécialement à mon directeur de recherche, Laurent Drissen, pour m'avoir donné l'opportunité de m'initier au monde de la recherche en astrophysique. J'ai beaucoup bénéficié de son soutien aussi bien financier que moral. Ses encouragements, ses conseils judicieux, sa grande disponibilité, sa patience m'ont permis de surmonter les difficultés rencontrées durant ce parcours et de mener à bon terme la rédaction de ce mémoire qui ne serait pas ce qu'il est sans son encadrement. Je remercie aussi René Pierre Martin pour m'avoir suggéré des articles pertinents et dont les discussions m'ont permis de saisir les tenants et les aboutissants du projet SIGNALS. Un grand merci aux professeurs et aux collègues du groupe de recherche de qui j'ai beaucoup appris. Un merci particulier à Laurie Rousseau-Nepton pour m'avoir introduit à l'utilisation du programme HIIPhot. J'exprime ma gratitude au REB (Rwanda Education Board) pour m'avoir octroyé une bourse. Je ne saurais oublier les amis qui m'ont accueilli et rendu mon séjour au Canada agréable. Enfin, je serais éternellement reconnaissant à ma famille qui m'a voué un soutien sans faille dans tous mes projets. A vous tous, Murakoze cyane (Merci beaucoup).

Chapitre 1

Introduction

Dans l'Univers, on rencontre des galaxies de formes et de tailles diverses. Une première tentative de description de ces systèmes consiste à les regrouper en catégories, à la manière des êtres vivants classés en genres et espèces. Hubble (1926, 1936) proposa un système de classification des galaxies encore utilisé de nos jours : la séquence de Hubble (Figure 1.1).

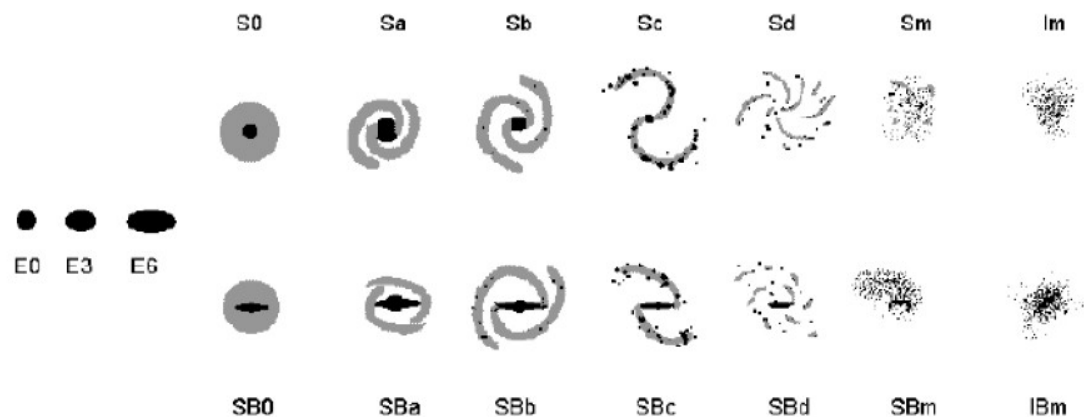


FIGURE 1.1 – Séquence de Hubble modifiée (ajout des types Sm/Sbm et Im/IBm). *Tirée de Buta (2001).*

Cette classification regroupe les galaxies principalement en quatre classes : les elliptiques (E), les lenticulaires (S0), les spirales (S) et les irrégulières (I). Les elliptiques ont une apparence lisse avec peu de structures et une forme ellipsoïdale. Les galaxies spirales présentent une forme aplatie en disque avec un renflement ou bulbe au centre. Les

galaxies lenticulaires sont semblables aux galaxies spirales mais leur disque a une apparence lisse. Les irrégulières ont un disque d'apparence plutôt chaotique. Chacune des classes est subdivisée en sous-classes. Pour les elliptiques, la subdivision se fait sur la base de leur ellipticité, allant de E0 (presque sphériques) à E7 (fortement aplatis). Le chiffre suivant la lettre E correspond à la quantité $n = 10 \times (1 - b/a)$ où b/a est le rapport du petit axe sur le grand axe. Pour les galaxies à disque, la classification bifurque en fourche pour faire la différence entre les galaxies avec barre (SB) ou sans barre (S). Les galaxies spirales sont subdivisées en sous-classes selon la grosseur relative du bulbe, le degré d'homogénéité et le degré d'ouverture des bras. Les trois critères semblent corrélés étant donné que les galaxies spirales avec un gros bulbe ont également des bras serrés et bien définis, donnant une apparence lisse au disque tandis que les galaxies spirales ayant un très petit bulbe ont des bras ouverts et en morceaux dans le disque. Pour des raisons historiques, on utilisait des images obtenues sur des plaques photographiques et la classification se restreignait aux galaxies relativement proches. La construction de plus grands télescopes ainsi que l'observation à différentes longueurs d'ondes a permis de distinguer des détails plus complexes dans la structure morphologique des galaxies, tels que les anneaux. De plus, de récentes observations (Thilker et al. 2005, 2007a) montrent que certaines galaxies spirales possèdent un disque étendu au-delà du disque optique. De Vaucouleurs (1959) apporte une modification à la classification de Hubble en introduisant les notations (R), (r) et (s) pour désigner l'existence d'un anneau externe, l'existence d'un anneau interne et l'absence d'un anneau interne respectivement. Il assigne aussi des nombres aux différentes classes de galaxies, introduisant ainsi le type T des galaxies. La notation (rs) est utilisée pour la classe de transition entre les (r) et les (s). Les galaxies sans barre sont également notées SA. Ceci permet d'utiliser la notation SAB pour les galaxies intermédiaires, c'est-à-dire celles qui ont une barre faible. Notons l'existence de galaxies naines n'apparaissant pas dans le schéma de la Figure 1.1. Il existe également des galaxies de morphologie particulière, se retrouvant souvent dans des systèmes multiples où elles sont en interaction/fusion avec leurs compagnons. On a longtemps cru que les différentes classes constituaient une séquence évolutive partant d'objets sphériques sans structures (E0) puis s'aplatissant (E7) pour enfin développer des bras spiraux. Ceci s'est révélé ne pas être vrai,

le temps de relaxation de chaque système étant supérieur à l'âge de l'Univers. Cependant, la dénomination de galaxies de « type précoce » et de « type tardif » est encore d'usage aujourd'hui pour désigner des objets selon qu'ils sont situés vers la gauche ou vers la droite respectivement dans la séquence de Hubble. La classification de Hubble est basée sur la morphologie visible des galaxies. Il est cependant possible de les classer selon d'autres propriétés telles que la luminosité, la brillance de surface, la couleur, la quantité de gaz qu'ils contiennent, le taux de formation stellaire ou le niveau d'activité du noyau. Un aspect important de la séquence est que ces propriétés changent systématiquement selon le type. Le but principal de la classification morphologique est d'obtenir un aperçu de la formation et de l'évolution des galaxies. Les problèmes fondamentaux tels que l'origine des barres, des anneaux, des bras spiraux, les effets des résonances, des fusions, des interactions, de la matière sombre, des échanges de matière avec le milieu dans lequel évolue la galaxie nécessitent une connaissance précise de la structure.

Du fait que les composantes structurales citées ci-haut sont le résultat de processus de formation et d'évolution différents, leur contenu stellaire et gazeux est également différent. En effet, la composition chimique des étoiles et du gaz dans une galaxie dépend de la composition initiale, de la proportion en nombre des étoiles de différentes masses (fonction de masse initiale), de l'historique de la formation stellaire et des échanges de gaz avec le milieu environnant. L'abondance d'un élément par rapport à l'hydrogène est un indicateur de l'amplitude de la transformation de l'hydrogène en éléments plus lourds et est sensible au taux de transformation du gaz en étoiles et à la variation de ce taux dans le temps. Aussi, les métaux ne sont pas synthétisés en quantités égales dans les étoiles. La proportion relative entre deux éléments nous renseigne sur le taux de production de l'un par rapport à l'autre et est une fonction de la masse des étoiles pondérée par la fonction de masse initiale. De ce fait, il est théoriquement possible de contraindre la multitude de générations d'étoiles et les échanges avec le milieu intergalactique en mesurant les abondances. La mesure des abondances du gaz donne une idée de la quantité de métaux se trouvant dans le milieu interstellaire tandis que l'abondance stellaire renseigne sur la proportion en métaux présente lorsque les étoiles ont été formées. Le moyen le plus simple de relever les abondances dans

le milieu interstellaire est l'analyse des spectres en émission produits par le gaz chauffé par des étoiles massives dans des galaxies proches. Les nébuleuses planétaires, les vieux restes de supernovae où les éjecta stellaires ont eu le temps de se mélanger complètement avec le milieu interstellaire, les régions HII, sont alors les candidats indiqués pour cette mesure. Les régions HII sont privilégiées comme traceurs d'abondances parce que accessibles, de par leur haute brillance, dans les disques de galaxies spirales autres que la Voie lactée.

SIGNALS (Martin 2013), pour Star formation, Ionized Gas, and Nebular Abundances Legacy Survey with SITELLE (Spectromètre Imageur à Transformée de Fourier pour l'Etude en Long et en Large de raies d'Emission ; Drissen et al. 2010, 2011, 2012, 2014 ; Grandmont et al. 2011, 2012 ; Mandar et al. 2011 ; Martin et al. 2012), est un projet de survey à grande échelle, ayant pour but l'étude de la variation d'abondances des régions HII d'à peu près une centaine de galaxies spirales proches. SITELLE, installé au télescope Canada-France-Hawaii (CFHT), couvre un intervalle spectral allant de 350 à 950 nm avec une efficacité quantique des détecteurs supérieure à 65% dans les courtes longueurs d'onde. Cette plage spectrale est choisie afin de permettre la détection du doublet [OII] à 372.7 nm, utile pour la détermination de l'abondance d'oxygène dans les régions HII, et le triplet [CaII] à 849.8 , 854.2 et 866.2 nm, utile pour caractériser la vieille population stellaire dans les galaxies. La résolution spatiale est limitée par le seeing tandis que la résolution spectrale a une valeur typique $R = \lambda / \Delta\lambda = 1000$ permettant la différenciation du doublet [SII] à 671.7 et 673.1 nm, la séparation des raies H α à 656.3nm et [NII] à 658.4 nm et la séparation entre les raies H γ à 434.1 nm et [OIII] à 436.3 nm. SITELLE a un champ de vue intégral de 11' $\times$ 11' rendant possible l'étude spectroscopique de toutes les régions HII d'une galaxie simultanément avec une résolution spatiale typique de 0.3" au CFHT. L'échantillon préliminaire de SIGNALS comprend des galaxies spirales de différentes morphologies, de différentes masses et situées dans des environnements différents. Toutes ces galaxies sont étendues afin d'y déceler un grand nombre de régions HII. D'autres surveys du même type existent déjà. Citons notamment CALIFA (Sánchez et al. 2012), le plus grand en cours, et qui cible, à terme, environ 600 galaxies pouvant tenir dans le champ hexagonal de 74" $\times$ 65" du spectrophotomètre couplé au télescope de 3.5m du Calar Alto. D'autres projets tels que

VENGA (Blanc et al. 2013), SAURON (Bacon et al. 2001), PINGS (Rosales-Ortega et al. 2010) focalisent sur l'étude détaillée et individuelle d'un plus petit nombre de galaxies spirales. Ils exploitent tous l'utilisation de spectrophotomètres avec un grand champ de vue, une haute résolution et une grande sensibilité.

L'objectif de mon projet est d'étudier la structure morphologique d'un échantillon de galaxies spirales ciblées pour le projet SIGNALS et d'y caractériser les populations stellaires. J'ai choisi d'utiliser les données tirées des archives des catalogues WISE (infrarouge) et GALEX (ultraviolet). La classification morphologique de Hubble étant basée sur les propriétés optiques des galaxies, elle est fortement influencée par la répartition des régions de formation stellaire. Les filtres GALEX (ultraviolet lointain et proche) sont particulièrement sensibles au continuum des étoiles massives, âgées au plus d'une centaine de millions d'années (étoiles de type O précoces jusqu'aux étoiles B tardives), associées à ces sites de formation stellaire (Bianchi 2011). L'observation dans l'infrarouge proche, quant à elle, trace la population stellaire vieille dominée par les étoiles de la branche des géantes rouges, âgées de quelques milliards d'années (Meidt et al. 2012). La répartition de celles-ci résulte de l'évolution dynamique des galaxies et forme « l'ossature » de la structure stellaire. La combinaison des deux domaines spectraux est donc nécessaire à l'étude de la structure morphologique des galaxies en tenant compte des historiques de formation stellaire récente et passée. Le choix des données est aussi motivé par le fait que les deux télescopes ont un grand champ de vue. Le chapitre suivant présente l'échantillon des galaxies étudiées et analyse leur morphologie à l'aide de diagrammes magnitude-magnitude et couleur-magnitude. La couleur ultraviolette (données GALEX) est très sensible à l'âge de la population stellaire jeune mais est affectée par la poussière. L'étude de l'extinction et de l'âge des complexes stellaires jeunes dans ces galaxies est faite dans le troisième chapitre en associant aux données GALEX les données WISE traçant la poussière dans l'infrarouge moyen. La synthèse des résultats est rapportée dans le dernier chapitre.

Chapitre 2

Structure morphologique des galaxies

Une des méthodes utilisées pour l'analyse de la structure morphologique des galaxies se base sur la construction de diagrammes magnitude-magnitude, couleur-magnitude et couleur-couleur pixel à pixel (Bothun 1986; Eskridge et al. 2003; Lanyon-Foster et al. 2007; Lee et al. 2011, 2012). Dans ce chapitre, j'ai appliqué cette technique aux données obtenues dans l'ultraviolet proche et lointain et l'infrarouge proche. L'observation ultraviolette est sensible à la présence d'étoiles jeunes de type OB (Bianchi 2011) tandis que l'observation dans l'infrarouge proche trace la population stellaire vieille constituée principalement de géantes rouges K et M (Meidt et al. 2012). La combinaison des deux domaines spectraux nous renseigne donc sur la proportion relative des populations jeune et vieille. Les treize galaxies spirales étudiées font partie des cibles SIGNALS. Le choix de cet échantillon s'est fait en fonction des possibilités d'observation au printemps, moment où a débuté le projet dont l'objectif initial était de caractériser les galaxies SIGNALS avec l'imageur PANORAMIX-II de l'Observatoire du Mont-Mégantic. L'imageur n'étant pas disponible, le projet s'est concentré sur les données WISE et GALEX tout en conservant le même échantillon. Les cibles SIGNALS sont étendues, de morphologies variées et couvrent une portion du ciel comprise entre 10h et 13h d'ascension droite et entre $+13^\circ$ et $+63^\circ$ de déclinaison. Le Tableau 2.1 présente les propriétés de base des galaxies étudiées telles que leurs noms, le type morphologique des galaxies et la description du noyau actif s'il y a lieu, l'ascension droite (α), la déclinaison (δ), les temps de pose dans les différentes bandes spectrales, l'angle de position (A.P), l'ellipticité (ϵ), la distance (Dist.) en Mpc ainsi que l'extinction galactique $E(B - V)$.

Tableau 2.1 – Propriétés de base des galaxies étudiées

Nom	Type	α	δ	FUV (s)	T _{pose} NUV (s)	W1 (nb.images)	A.P (degrés)	ε	Dist. (Mpc)	E(B – V) (mag)
NGC3184	SAB(rs)cd	10h18m17s	+ 41:25:26	103	104	250	135 ^b	0.07 ^b	11.6 ^g	0.0167 ^a
NGC3319	SB(rs)c	10h39m09s	+ 41:41:12	978	978.2	297	40 ^d	0.46 ^d	14.1 ^h	0.0149 ^a
NGC3338	SA(s)c	10h42m07s	+ 13:44:49	1607	1607	263	90 ^e	0.45 ^c	24.8 ⁱ	0.0312 ^a
NGC3359	SB(rs)c	10h46m36s	+ 63:13:25	15684	15684	383	8 ^c	0.59 ^c	23.0 ⁱ	0.0084 ^a
NGC3486	SAB(r)c, Sy 2	11h00m24s	+ 28:58:30	2439	4023	350	83 ^c	0.19 ^c	15.7 ⁱ	0.0217 ^a
NGC3631	SA(s)c	11h21m03s	+ 53:10:09	120	241	351	159.6 ^e	0.15 ^e	8.56 ⁱ	0.0164 ^a
NGC3642	SA(r)bc, LINER b	11h22m18s	+ 59:04:27	1544	1544	341	157 ^d	0.08 ^d	27.5	0.0110 ^a
NGC3938	SA(s)c	11h52m49s	+ 44:07:15	112	112	334	29 ^c	0.05 ^c	17.9 ^j	0.0214 ^a
NGC4051	SAB(rs)bc,SyI	12h03m10s	+ 44:31:52	109	109	307	135 ^b	0.26 ^b	12.2 ^k	0.0131 ^a
NGC4145	SAB(rs)d	12h10m01s	+ 39:53:01	109	109	311	100 ^c	0.29 ^c	20.6 ⁱ	0.0285 ^a
NGC4395	SA(s)m, Sy 1.8	12h25m49s	+ 33:32:49	40765	40765	316	147 ^b	0.17 ^b	4.3 ^l	0.0172 ^a
NGC4618	SB(rs)m	12h41m33s	+ 41:09:02	3259	3259	327	65 ^f	0.48 ^f	7.3 ^m	0.0213 ^a
NGC5194	SA(s)bc, Sy 2	13h29m53s	+ 47:11:42	10787	10787	382	58 ^c	0.32 ^c	7.97 ^g	0.0349 ^a

Notes : a : Schlegel et al. (1998); b : RC3 version 3.9; c : Jarrett et al. (2003); d : 2005SDSS4; e : 2007SDSS6; f : 20032MASX; g : Bose & Kumar (2014); h : Saha et al. (2006); i : Theureau et al. (2007); j : Poznanski et al. (2009); k : Tully et al. (2009); l : Thim et al. (2004); m : Tully (1994). Les autres données sont tirées de la base de données NED.

2.1 Données

2.1.1 WISE

Le Wide-field Infrared Survey Explorer (WISE ; Wright et al. 2010; Jarrett et al. 2011, 2013) est un télescope spatial de 40 cm de diamètre, opérant dans l'infrarouge et lancé en décembre 2009. Il effectue ses observations dans quatre bandes : W1 ($2.7 - 3.9\mu$), W2 ($3.9 - 5.3\mu$), W3 ($7.4 - 17.2\mu$) et W4 ($19.5 - 27.9\mu$). Sa mission primaire devait durer 10 mois, la quantité d'hydrogène solide servant au refroidissement des détecteurs étant limitée. Une deuxième mission a été conduite à la suite de cette première mais en ne se servant que deux (W1 et W2) des quatre détecteurs. J'utilise les images obtenues à travers le filtre W1 du programme *AllWISE* qui combine les données recueillies par les deux missions d'observations successives du télescope. Elles présentent une meilleure sensibilité et une plus grande profondeur pour les bandes W1 et W2. Le télescope couvre un champ de vue de $47'$ avec une résolution spatiale typique de $6''$ dans les deux bandes. Chaque image a un temps de pose effectif de 8.8 secondes. La ligne de visée se déplace de $42'$ sur une orbite. Les orbites se superposent et le recouvrement devient plus important avec l'ascension droite. On obtient alors une mosaïque avec des temps de pose différents comme le montre la Figure 2.1.

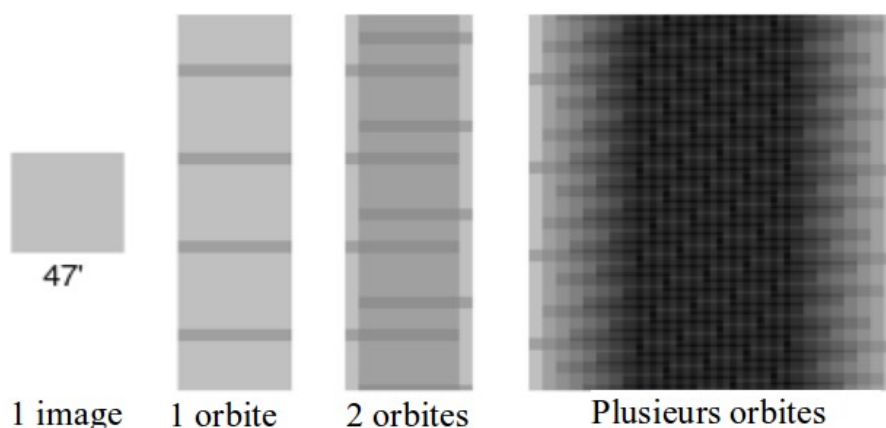


FIGURE 2.1 – Couverture du ciel par WISE. *Les niveaux de gris illustrent la profondeur du ciel ; les régions les plus sombres sont les plus profondes. Tirée de Wright et al. (2010).*

La calibration des données WISE est faite en unités de comptes par seconde (CPS). La conversion en magnitudes dans le système VEGA est donnée par (Jarrett et al. 2011) :

$$m_{\text{véga}}(W1) = -2.5 \log_{10}(\text{CPS}) + 20.752, \quad (2.1)$$

où 20.752 est le point zéro. Le flux en magnitudes dans le système AB est ensuite calculé en appliquant l'expression (Jarrett et al. 2011) :

$$m_{\text{AB}}(W1) = m_{\text{véga}}(W1) + 2.699. \quad (2.2)$$

2.1.2 GALEX

Le Galaxy Evolution Explorer (GALEX ; Morrissey et al. 2005, 2007) est un télescope spatial lancé en avril 2003 muni d'un miroir primaire de 50 cm, de détecteurs et de filtres permettant l'imagerie dans deux bandes : l'ultraviolet proche (NUV, 1770 - 2730 Å) et l'ultraviolet lointain (FUV, 1350 - 1780 Å). Il a effectué quatre missions d'observations principales couvrant des régions et des profondeurs du ciel différentes : *All-sky Imaging Survey* (AIS), *Medium Imaging Survey* (MIS), *Nearby Galaxies Survey* (NGS) et *Deep Imaging Survey* (DIS) avec des temps de pose moyens de 100, 1500, 1500 et 30000 secondes respectivement. Lorsqu'une galaxie a été observée par plusieurs de ces surveys, je choisis l'image avec le plus long temps de pose. Les flux des données réduites sont également fournis en unités de comptes par seconde (CPS). La conversion en magnitudes dans le système AB est donnée par (Morrissey et al. 2005, 2007) :

$$m_{\text{AB}}(\text{FUV}) = -2.5 \log_{10}(\text{CPS}) + 18.82, \quad (2.3)$$

$$m_{\text{AB}}(\text{NUV}) = -2.5 \log_{10}(\text{CPS}) + 20.08, \quad (2.4)$$

où 18.82 et 20.08 représentent les points zéros de l'instrument pour les deux filtres. Les données GALEX couvrent un champ de vue circulaire d'environ 1.2° de diamètre (1.28° pour la bande FUV, 1.24° pour la bande NUV) avec une résolution spatiale de 4.5" et 5.4" pour le FUV et le NUV respectivement.

La dimension des pixels des détecteurs de GALEX et WISE ainsi que les pleines largeurs à mi-hauteur moyennes de la fonction d'étalement du point (PSF) sont données dans le Tableau 2.2. Les Figures 2.2 et 2.3 montrent les images des galaxies étudiées telles que vues par les télescopes GALEX (FUV et NUV) et WISE (W1) respectivement.

Tableau 2.2 – Caractéristiques des filtres et détecteurs de GALEX et WISE

Paramètre	GALEX		WISE
	FUV	NUV	W1
$\lambda_{\min} (\text{\AA})$	1344	1771	27541
$\lambda_{\max} (\text{\AA})$	1786	2831	38724
$\lambda_{\text{eff}} (\text{\AA})$	1530	2310	33526
Echelle ("/pixel)	1.5	1.5	1.375
Pleine largeur à mi-hauteur (")	4.5	5.4	6

2.2 Traitement des données

Avant de créer les diagrammes caractérisant les galaxies, il est essentiel d'homogénéiser les données en effectuant quelques opérations de base. En premier lieu, il importe de soustraire le signal de fond du ciel de nos images. La carte du signal de fond du ciel, dans le cas des données GALEX, est fournie par le logiciel de réduction. Pour les données WISE, j'estime la valeur moyenne du signal de fond du ciel par pixel dans une région de trente pixels d'épaisseur bordant les images (Figure 2.3). Dans un souci d'avoir des valeurs du ciel robustes par rapport à d'éventuelles sources contaminantes, je calcule la moyenne des valeurs des pixels compris entre le quantile 20% et la médiane de la distribution des pixels. Une valeur nulle est attribuée aux pixels lorsque leur valeur est inférieure à la valeur moyenne du signal de fond du ciel afin d'éviter d'avoir des flux négatifs.

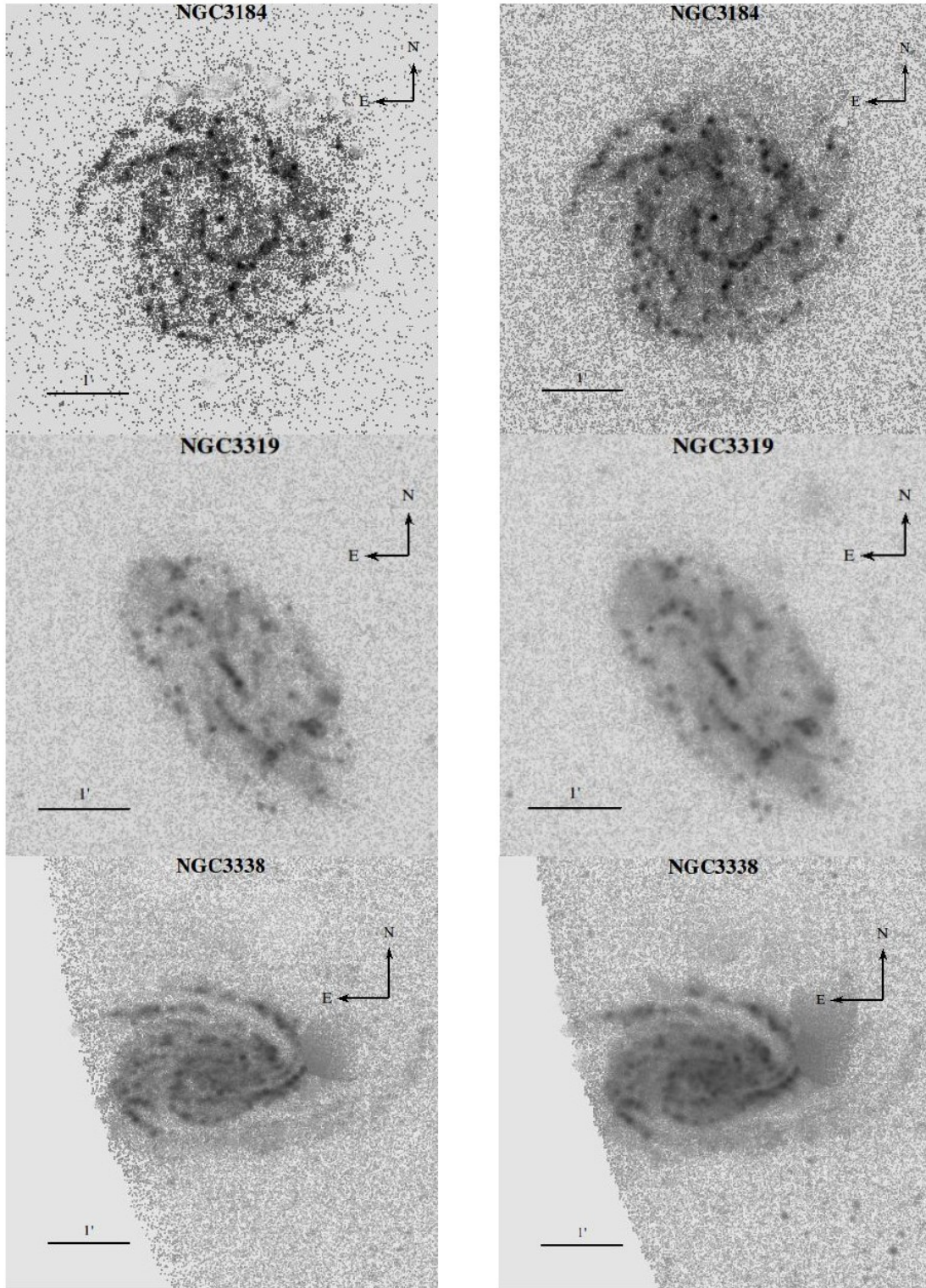


FIGURE 2.2 – Images GALEX des galaxies de l'échantillon. *A gauche : images FUV, à droite : images NUV. Les objets d'avant-plan et d'arrière-plan ont été masqués. Notez la présence de poussière dans le cas des galaxies NGC4395 et NGC5194 où l'extinction fait apparaître ce qui semble être des cavités.*

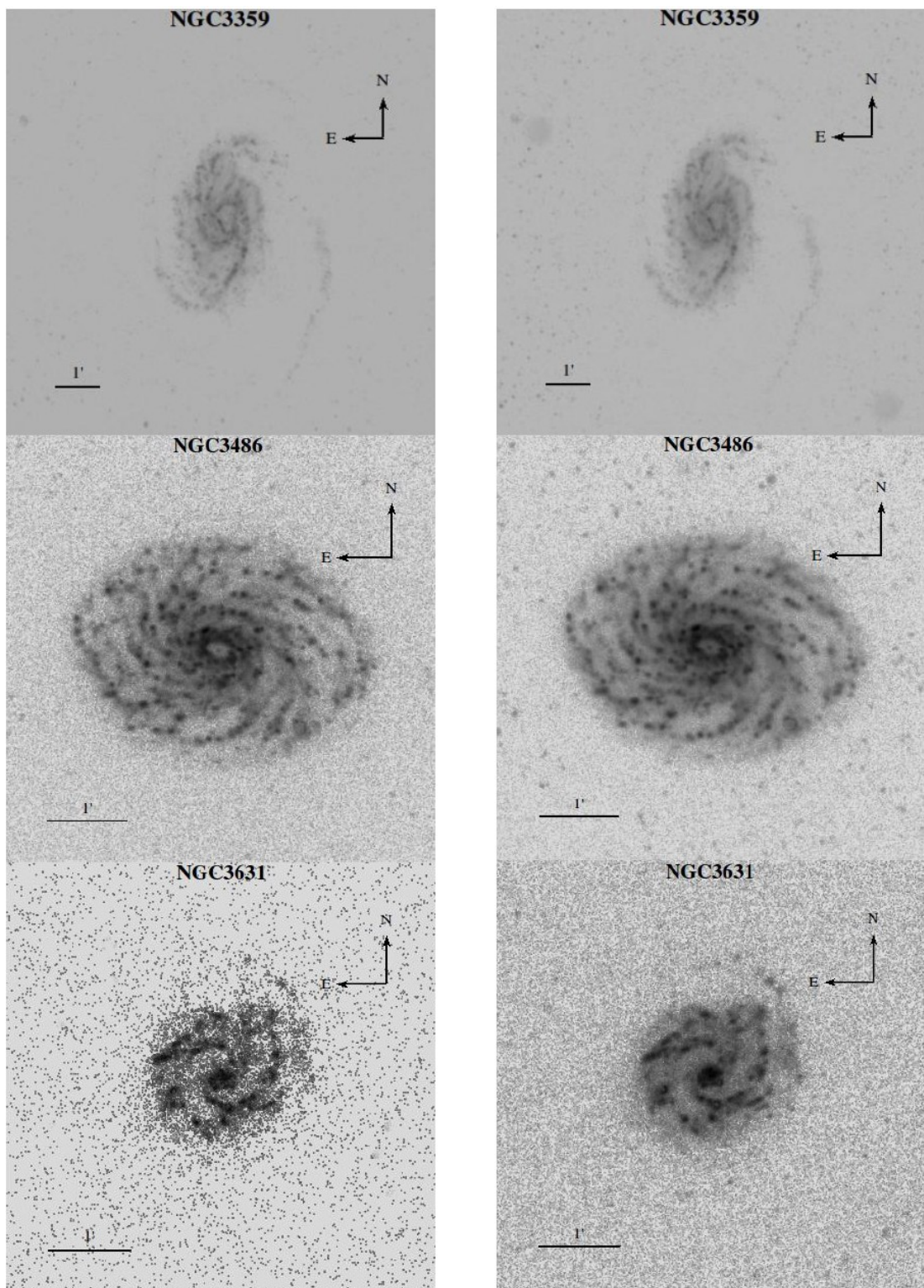


FIGURE 2.2 – Suite

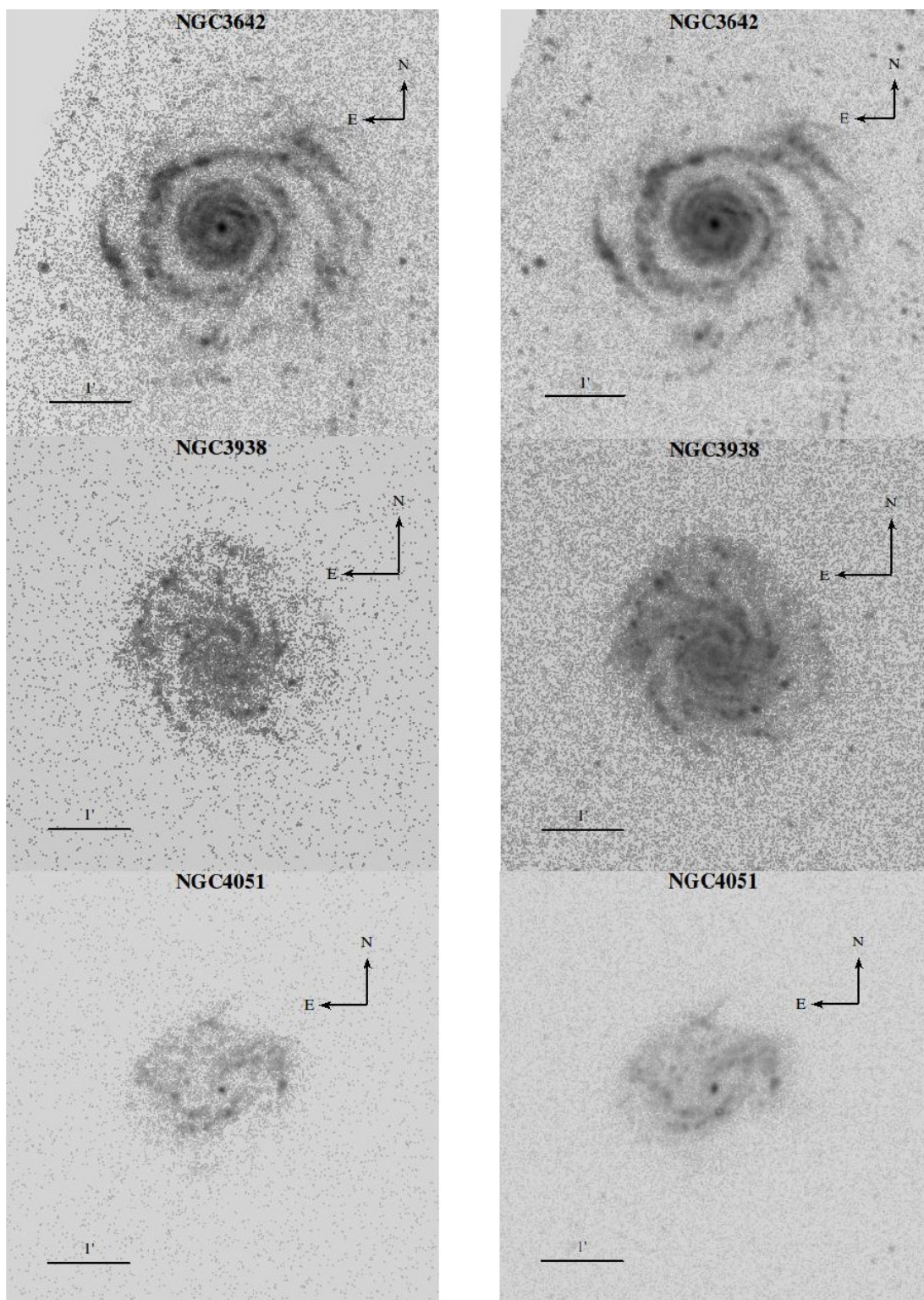


FIGURE 2.2 – Suite

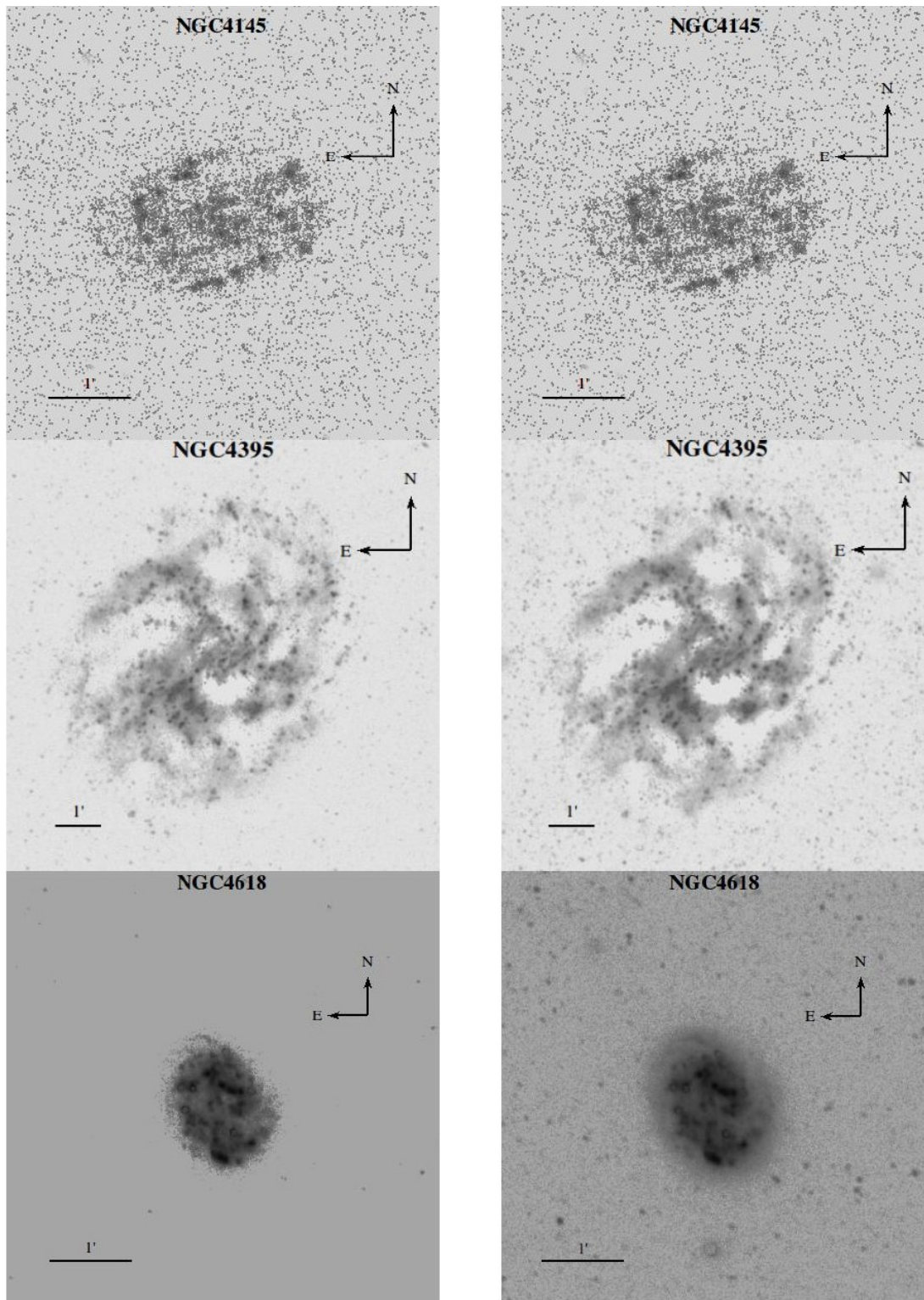


FIGURE 2.2 – Suite

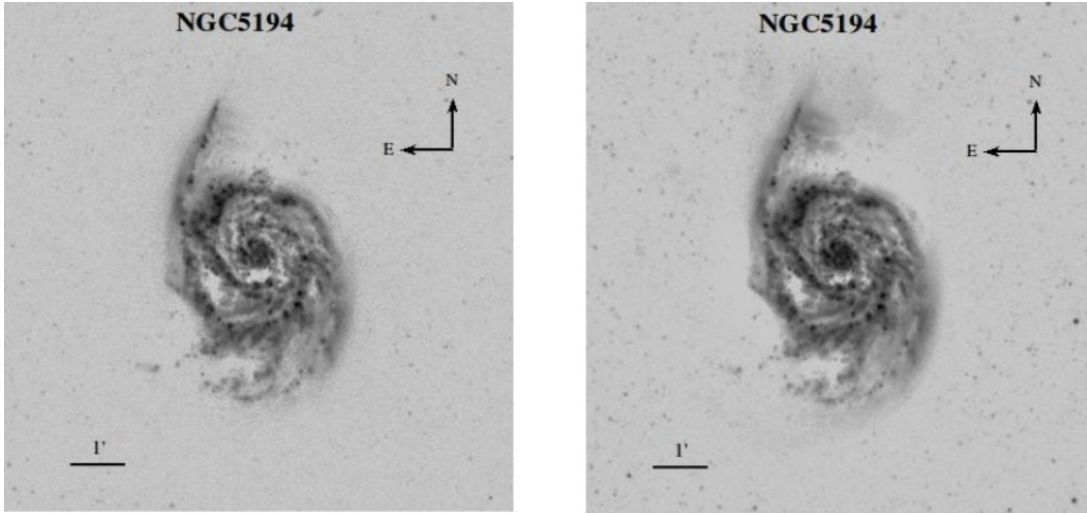


FIGURE 2.2 – Suite

J'effectue également une correction pour tenir compte de l'extinction galactique sur la ligne de visée des galaxies étudiées. Pour les données GALEX, j'adopte la recette de Wyder et al. (2005) :

$$A(\text{FUV}) = 8.376 E(B - V), \quad (2.5)$$

$$A(\text{NUV}) = 8.741 E(B - V), \quad (2.6)$$

Dans l'infrarouge, l'extinction dans la bande W1 est estimée par l'expression utilisée par Jarrett et al. (2013) :

$$A(\text{W1}) = 0.1736 E(B - V). \quad (2.7)$$

Les valeurs d'extinction $E(B - V)$ (dont la référence est faite au Tableau 2.1) sont assez faibles.

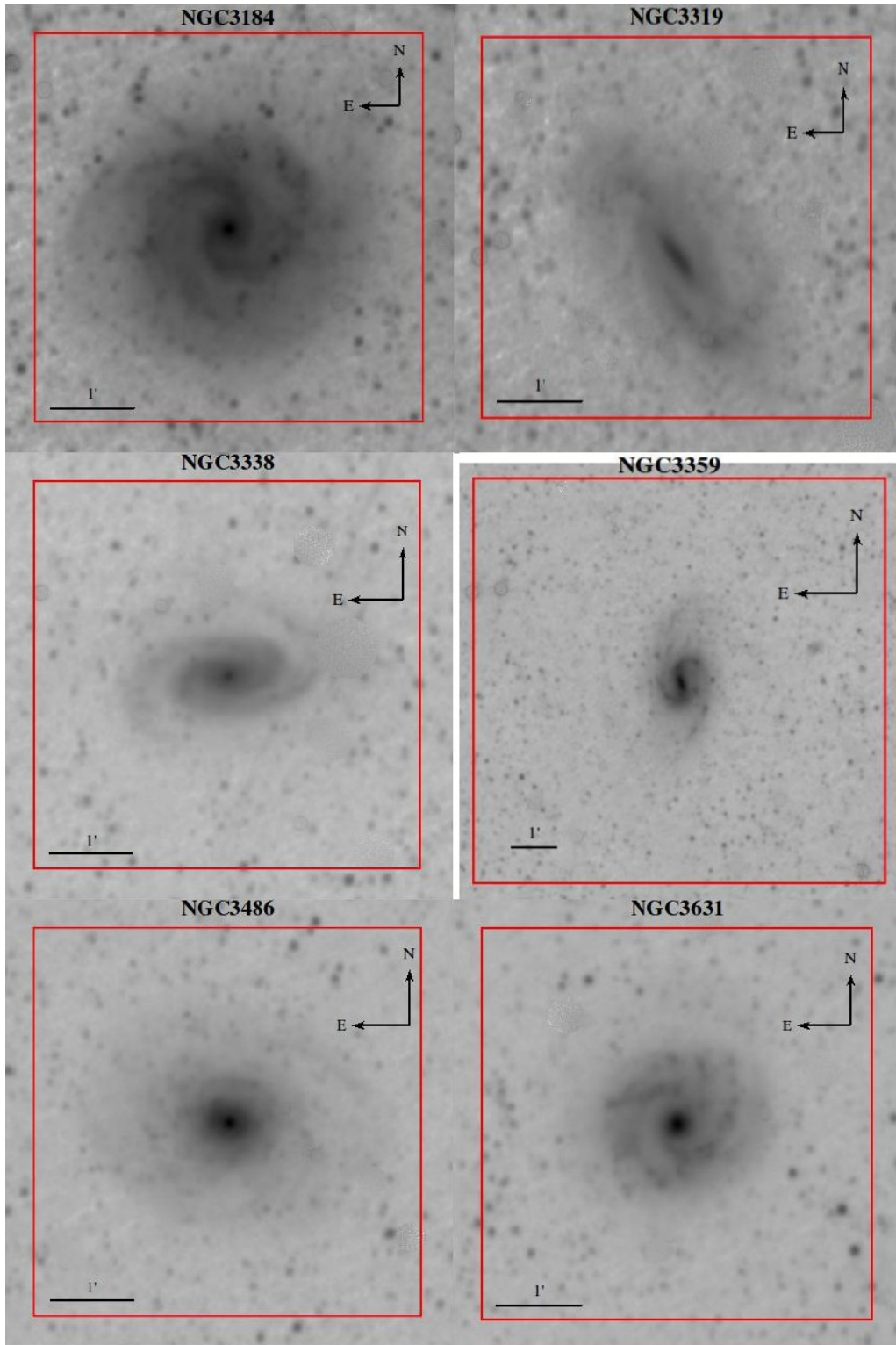


FIGURE 2.3 – Images WISE dans la bande W1 des galaxies de l'échantillon. *Les objets d'avant-plan et d'arrière-plan ont été masqués. La région externe au carré rouge a une épaisseur de 30 pixels et sert à l'estimation de la valeur du signal de fond du ciel.*

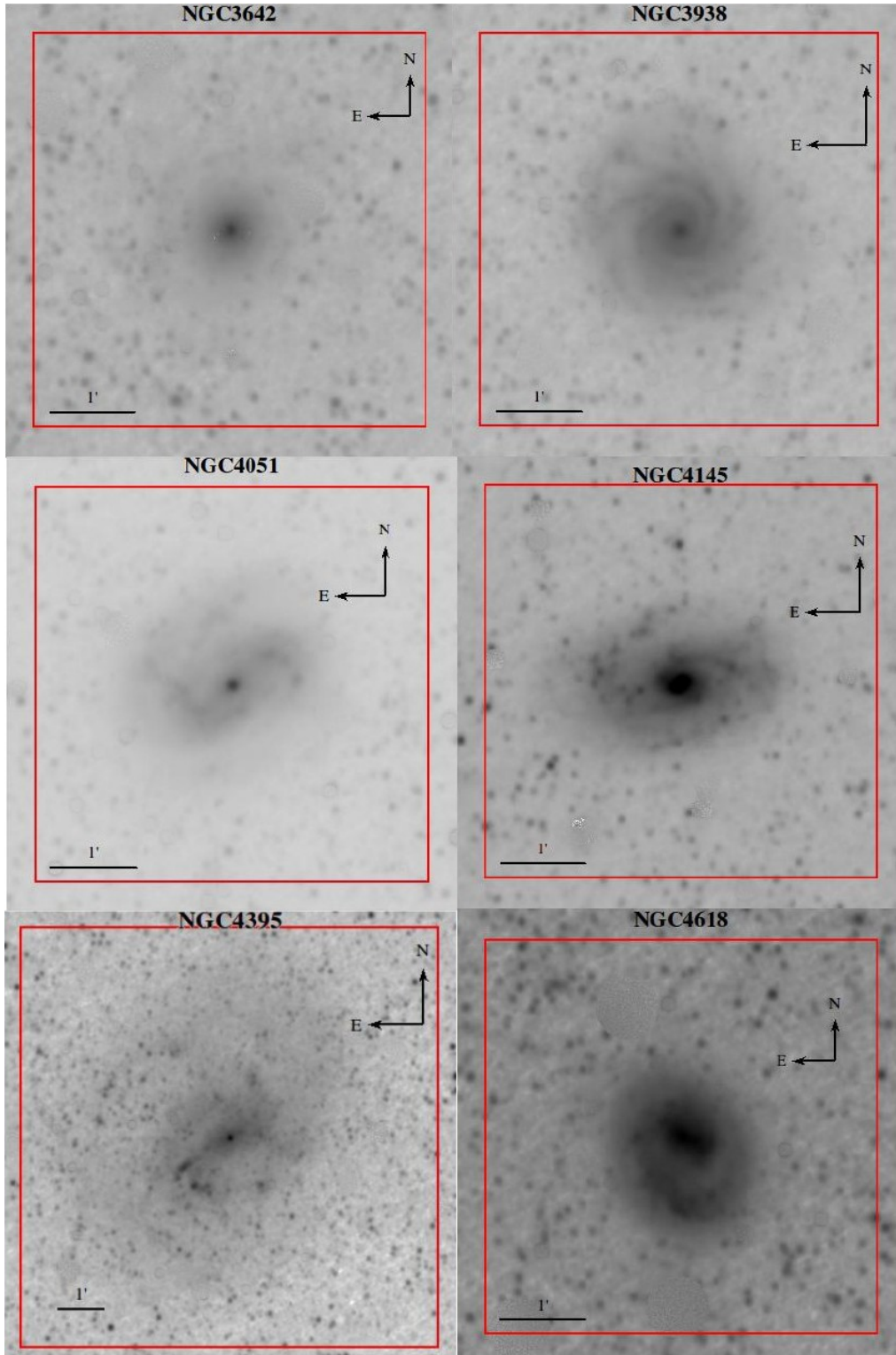


FIGURE 2.3 – Suite

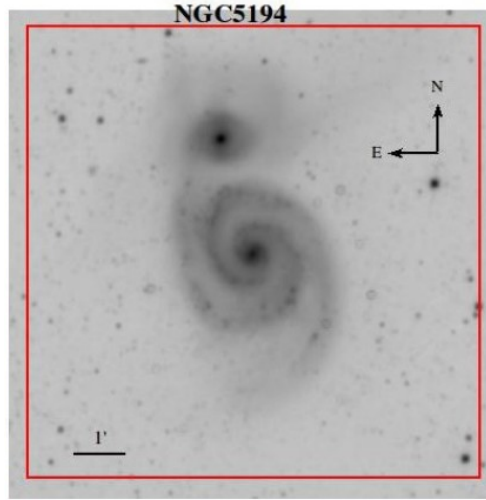


FIGURE 2.3 – Suite

Ensuite, j'aligne et je ramène les dimensions des images FUV et NUV à celles de l'image W1 en utilisant la procédure *hastrom* dans IDL. Chaque pixel couvre alors un champ carré de 1.375" de côté.

Finalement, afin de limiter la contamination par les sources n'ayant aucun lien avec les galaxies, je masque, manuellement, à l'aide de la routine *imedit* de IRAF, les étoiles d'avant-plan et les objets d'arrière-plan n'appartenant pas aux galaxies étudiées.

La quantité de lumière qu'émet un objet étendu est caractérisée par la brillance de surface qui désigne le flux reçu par unité d'angle solide. Pour une source de magnitude intégrée m et couvrant une aire S , elle est donnée par l'expression :

$$\mu = m + 2.5 \log_{10}(S) \quad (2.8)$$

Les pixels étant carrés, ils couvrent, chacun, une surface $S = (1.375)^2 \text{ arcsec}^2$. La brillance de surface ainsi définie est exprimée en mag/arcsec^2 .

2.3 Diagrammes magnitude-magnitude et couleur-magnitude

La pleine largeur à mi-hauteur de la PSF dans les images est plus grande que l'angle sous-tendu par chaque pixel. La valeur de la brillance d'un pixel est donc influencée par celle des pixels adjacents. Le rapport entre la pleine largeur à mi-hauteur et la dimension d'un pixel est à peu près égal à 5 dans la bande W1 (Tableau 2.2). Chacune des images est convoluée par une gaussienne circulaire de diamètre 5 pixels à l'aide de la routine *gauss* de IRAF, avant la construction des diagrammes, dans le but de ramener les cartes à une même résolution spatiale.

Les galaxies de l'échantillon se trouvent à des distances variables, ce qui implique une variation dans l'étendue spatiale couverte par chaque pixel. Par exemple, pour NGC4395, la galaxie la plus proche, chaque pixel mesure 29 pc de côté tandis que cette valeur devient 183 pc pour la galaxie la plus éloignée, NGC3642. Ces dimensions sont telles que chaque pixel englobe plus d'une génération d'étoiles, les vieilles s'étant dispersées et mélangées avec le temps alors que les plus jeunes, lorsque présentes, font typiquement 100 pc (Meurer et al. 1995). Le rayonnement ultraviolet est dominé par l'émission des plus jeunes étoiles massives tandis que les plus vieilles (géantes rouges) dominent le rayonnement dans l'infrarouge proche. On peut alors faire une étude comparative entre galaxies en considérant chaque pixel comme unité physique représentant un complexe stellaire défini comme étant un groupe d'associations/amas d'étoiles de même âge formées suite à l'effondrement d'un nuage moléculaire pouvant atteindre 1 kpc de diamètre (Efremov 1995).

Les galaxies étudiées ne sont pas toutes observées pendant une même mission GALEX ; les temps de pose reportés dans les colonnes (5) et (6) du Tableau 2.1 couvrent un large intervalle. Afin d'évaluer l'impact de l'inhomogénéité des temps de pose sur les résultats de l'étude comparative des galaxies, considérons les données de la galaxie NGC3359 fournies par les observations des missions AIS, MIS et NGS et estimons les écarts générés dans les diagrammes correspondants. La Figure 2.4 montre les différentes images dans la bande NUV. Les complexes stellaires qui semblent former une extension du bras nord, visibles

dans les images MIS et NGS, ne sont pas clairement identifiables dans l'image avec le plus petit temps de pose. Les temps de pose sont de 112, 1655 et 15684 secondes respectivement pour les observations AIS, MIS et NGS de cette galaxie. Comparons ensuite les diagrammes μ_{NUV} vs μ_{W1} pixel à pixel correspondantes dans la Figure 2.5. En ordonnée, les flux calculés à partir des données NUV ont un rapport signal sur bruit plus élevé que celui des données FUV. Les diagrammes ne diffèrent que dans la partie inférieure du fait que les longs temps de pose permettent la détection d'objets plus faibles ; il n'y a pas une grande différence entre les données MIS et NGS. La brillance $\mu_{\text{NUV}} = 26.8 \text{ mag/arcsec}^2$ (trait horizontal en pointillés) est prise comme magnitude seuil : les pixels plus brillants ont des valeurs identiques pour les trois missions d'observation et couvrent toute la galaxie. Le reste des pixels n'est pas analysé.

La Figure 2.6 montre les écarts observés entre les données correspondant aux temps de pose minimum et maximum (observations AIS et NGS). Les écarts sont fonction de la brillance de surface. On observe des écarts pouvant atteindre jusqu'à 3 mag/arcsec^2 pour les pixels les plus faibles à cause du bruit qui devient important. L'écart maximal correspondant à la magnitude seuil est d'environ 1.5 mag/arcsec^2 . Celle-ci devient donc $28.3 \text{ mag/arcsec}^2$ pour les missions NGS et MIS. Pour les autres galaxies, les magnitudes limites varient entre $26.3 \text{ mag/arcsec}^2$ et $28.3 \text{ mag/arcsec}^2$ selon les temps d'exposition et selon la brillance de la partie externe des galaxies. Les pixels brillants n'appartenant pas aux galaxies ne sont pas non plus analysés. C'est ainsi que dans le cas de NGC5194, on masque la compagne et on ne se limite qu'à la partie contenant la galaxie spirale.

2.3.1 Diagrammes magnitude-magnitude

La Figure 2.7 montre les diagrammes magnitude-magnitude μ_{NUV} vs μ_{W1} des galaxies de l'échantillon. Les pixels ne s'y répartissent pas de manière homogène. L'inspection à l'oeil des diagrammes magnitude-magnitude, combinée à une recherche de composantes plus systématique, me permet de définir deux, trois ou quatre branches, selon la galaxie, dans les diagrammes qui sont associées à des régions physiques différentes (bulbe/barre, anneau interne, disques interne et externe) dans les galaxies.

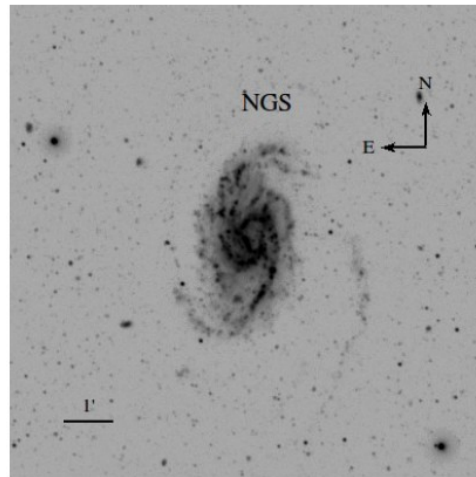
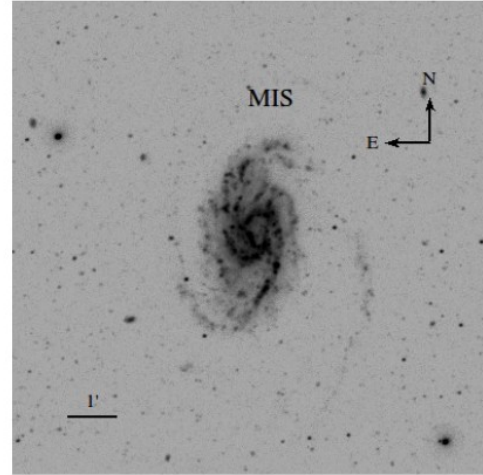
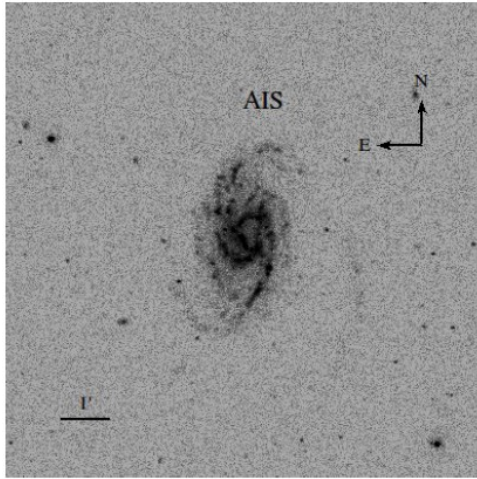


FIGURE 2.4 – Images NUV de la galaxie NGC3359 pour les missions d'observation AIS, MIS et NGS. Les temps de pose correspondants sont de 112, 1655 et 15684.35 s respectivement.

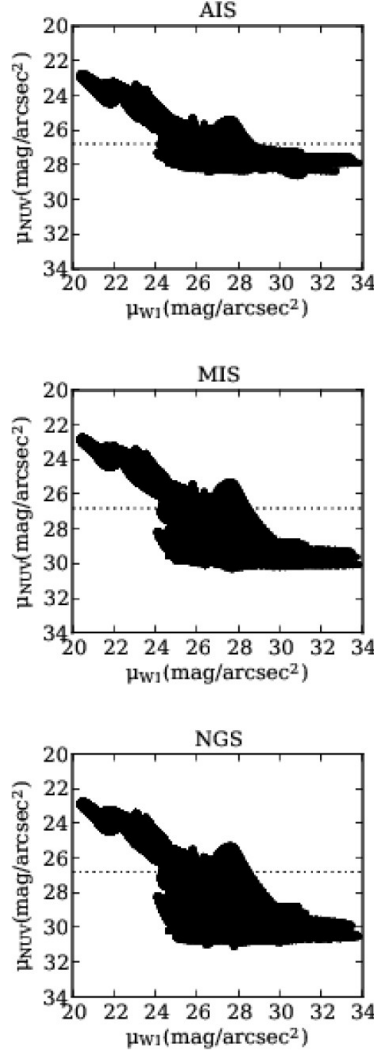


FIGURE 2.5 – Comparaison des diagrammes magnitude-magnitude de NGC3359 pour les missions d'observation AIS, MIS et NGS. μ_{NUV} et μ_{W1} sont les brillances de surface dans les bandes $W1$ et NUV respectivement. Le trait horizontal marque la magnitude seuil : les pixels plus brillants que cette limite ont des valeurs identiques pour les trois missions et couvrent toute la galaxie.

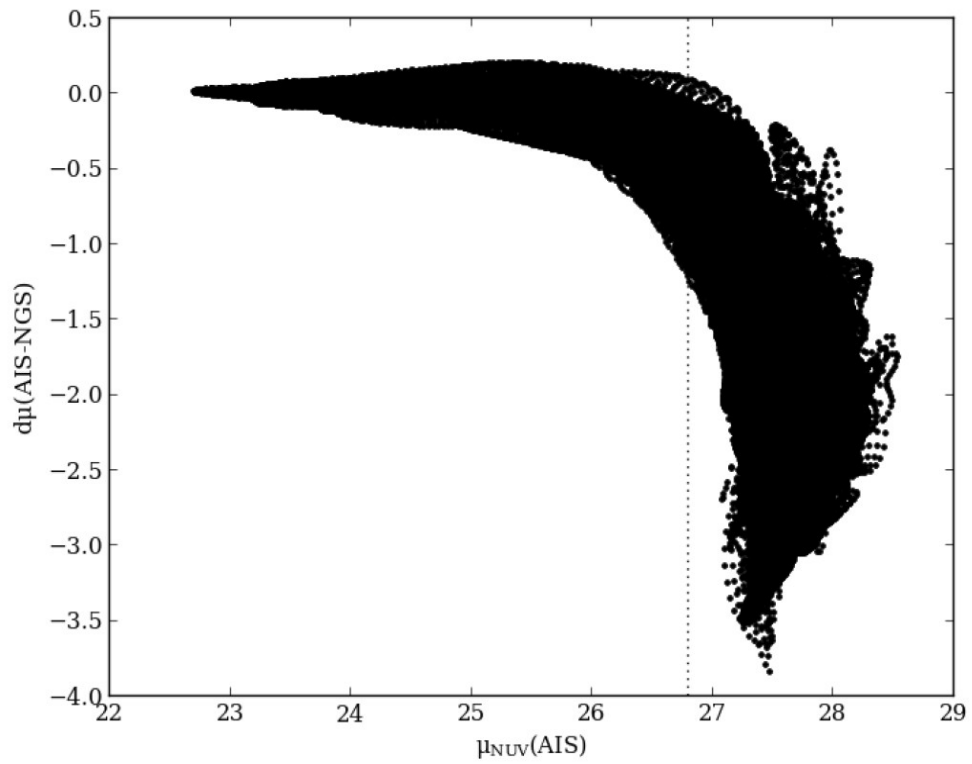


FIGURE 2.6 – Ecart entre les brillances de surface obtenues à partir des données AIS et NGS pour NGC3359. *L'écart maximum est fonction de la brillance de surface. Il est d'environ une magnitude et demie pour la brillance limite choisie.*

Les brillances de surface limites dans la bande W1 des branches ainsi définies sont rapportées dans le Tableau 2.3. Pour mieux distinguer les groupes de pixels, je leur attribue des couleurs différentes. De gauche vers la droite, je désigne les branches rouge, verte, bleue et violette. La branche rouge contient les pixels les plus brillants dans la bande W1. L'aspect particulier de la branche rouge de la galaxie NGC3486 est due à la baisse de l'émission UV dans le centre (Figure 2.2). La branche verte, lorsque présente, forme une sorte de palier. Elle n'est présente que pour les galaxies (r) et la majorité des (rs), exception faite de NGC3938 (SA(s)c). Elle est plus large dans le cas des (r). La branche bleue a des pics d'à peu près la même brillance. La branche violette a également des pics mais son maximum est nettement moins brillant que celui de la branche bleue. La Figure 2.8 représente les diagrammes magnitude-magnitude des mêmes galaxies mais dans les bandes FUV et NUV. La distribution des pixels y est différente. Les branches ne se distinguent pas nettement les unes par rapport aux autres, elles se recouvrent partiellement, et ont toutes la même pente, pour toutes les galaxies. La branche verte se trouve dans le prolongement de la branche rouge. Le recouvrement est plus important pour les branches bleues et violettes.

La cartographie des groupes de pixels dans les galaxies hôtes est représentée à la Figure 2.9. Les branches correspondent à des structures qui apparaissent spatialement comme des bandes radiales concentriques : la branche rouge correspond au bulbe et/ou la barre des galaxies, la branche verte trace l'anneau interne, les pixels de la branche bleue couvrent le disque et ceux de la branche violette sont dans la région externe du disque. Si on se réfère à cette subdivision, NGC3938 (SA(S)c) a un anneau tandis que NGC3319 et NGC4618 (des (rs)) n'en ont pas, contrairement aux données du NED (Tableau 2.1) qui se basent sur le visible. Ceci est probablement dû à la variation de la morphologie avec la longueur d'onde et/ou la taille de l'anneau est assez petite et celui-ci n'est pas bien identifié. Notons que Foster & Nelson (1985) identifient un anneau dans NGC3938 à partir de données radio.

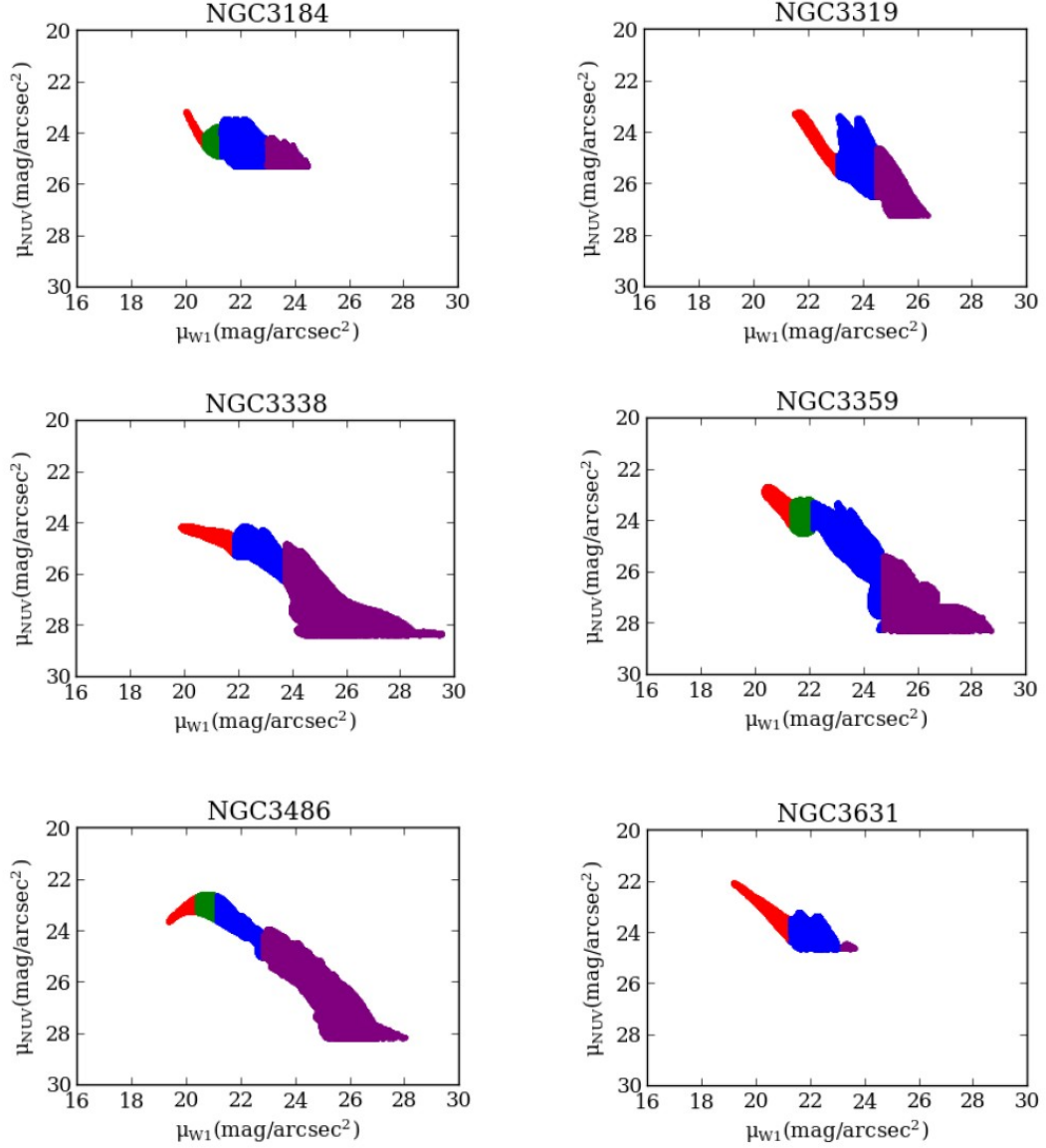


FIGURE 2.7 – Diagrammes magnitude-magnitude μ_{NUV} vs μ_{W1} . Les pixels les plus brillants dans le W1 forment la branche rouge. La branche verte a une pente nulle et est compacte. Les branches bleue et violette ont des pics. Les pics de la dernière sont moins brillants avec un écart d'environ 1.5 mag/arcsec² entre les pics maximums des deux branches.

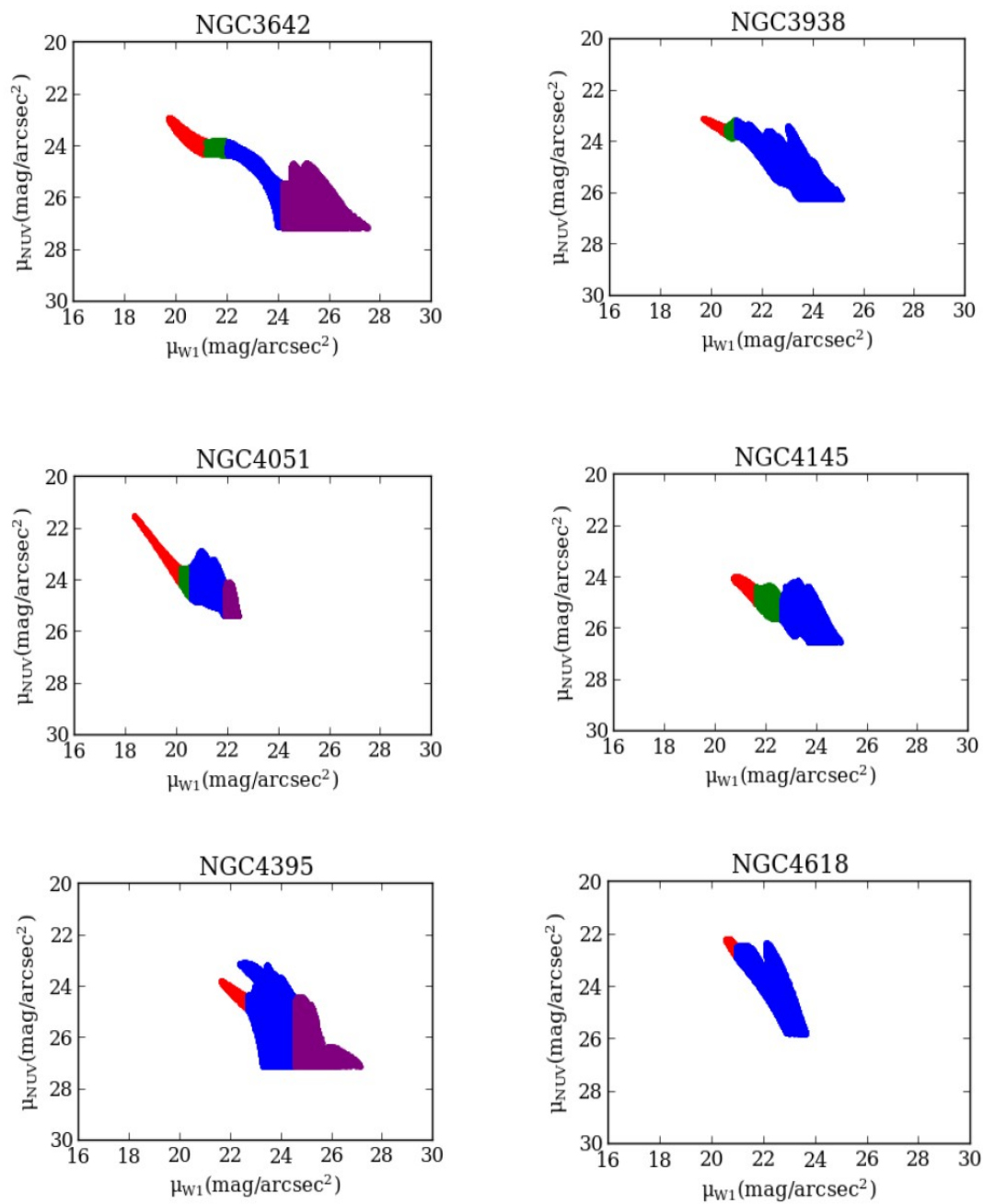


FIGURE 2.7 – Suite

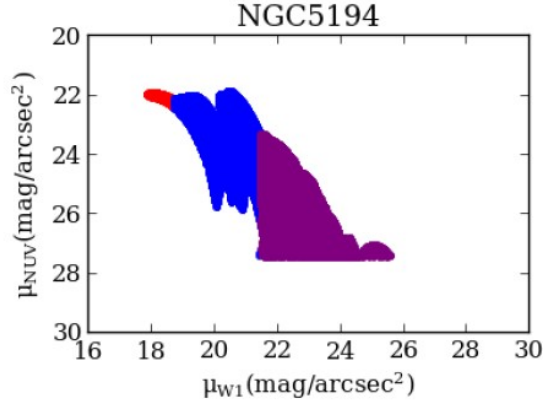


FIGURE 2.7 – Suite

La Figure 2.10 compare les limites des branches rouges et bleues définies précédemment aux paramètres structuraux (le type morphologique, la brillance de surface moyenne à l'isophote $\mu = 25 \text{ mag arcsec}^{-2}$ dans la bande B et les masses stellaires) des galaxies reportés dans le Tableau 2.4. La brillance de surface limite de la branche rouge ($\mu_{\text{rouge}, W1}$) est fonction du type morphologique et de la masse stellaire de la galaxie ; la brillance de surface limite de la branche bleue ($\mu_{\text{bleue}, W1}$) est corrélée à la brillance de surface moyenne à l'isophote $\mu = 25 \text{ mag arcsec}^{-2}$ dans la bande B ($\mu_{25, B}$).

La bande W1 est sensible à l'émission des étoiles peuplant la branche des géantes K et M (Meidt et al. 2012, 2014). Les images W1 tracent alors la distribution de la vieille population stellaire. La poussière chaude, les molécules PAH, les étoiles de la branche asymptotique des géantes ainsi que les géantes rouges émettent également dans cette bande mais leur contribution peut être négligée (Meidt et al. 2012). La bande W1 est aussi relativement exempte de l'extinction par la poussière. La vieille population stellaire est la composante dominante de la masse baryonique et nous renseigne donc sur le potentiel gravitationnel des galaxies. La différenciation en structures, correspondant aux branches définies dans les diagrammes magnitude-magnitude de la Figure 2.7, semble liée à la variation en brillance de surface dans la bande W1, équivalente à la densité surfacique de masse stellaire.

Tableau 2.3 – Brillances de surface limites des branches dans la bande W1

Nom	Branche Rouge	Branche verte	Branche bleue	Bord
NGC3184	$\mu_{w1} < 20.7$	$\mu_{w1} < 21.3$	$\mu_{w1} < 23.0$	$\mu_{NUV} < 25.3$
NGC3319	$\mu_{w1} < 23.1$	–	$\mu_{w1} < 24.5$	$\mu_{NUV} < 27.2$
NGC3338	$\mu_{w1} < 21.8$	–	$\mu_{w1} < 23.7$	$\mu_{NUV} < 28.5$
NGC3359	$\mu_{w1} < 21.4$	$\mu_{w1} < 22.1$	$\mu_{w1} < 24.7$	$\mu_{NUV} < 28.3$
NGC3486	$\mu_{w1} < 20.4$	$\mu_{w1} < 21.1$	$\mu_{w1} < 22.4$	$\mu_{NUV} < 28.2$
NGC3631	$\mu_{w1} < 21.3$	–	$\mu_{w1} < 23.0$	$\mu_{NUV} < 24.6$
NGC3642	$\mu_{w1} < 21.2$	$\mu_{w1} < 21.9$	$\mu_{w1} < 24.1$	$\mu_{NUV} < 27.2$
NGC3938	$\mu_{w1} < 20.6$	$\mu_{w1} < 21.0$	–	$\mu_{NUV} < 26.3$
NGC4051	$\mu_{w1} < 20.2$	$\mu_{w1} > 20.6$	$\mu_{w1} < 21.9$	$\mu_{NUV} < 25.4$
NGC4145	$\mu_{w1} < 21.6$	$\mu_{w1} < 22.2$	–	$\mu_{NUV} < 26.6$
NGC4395	$\mu_{w1} < 22.7$	–	$\mu_{w1} < 24.6$	$\mu_{NUV} < 26.10$
NGC4618	$\mu_{w1} < 20.9$	–	–	$\mu_{NUV} < 25.8$
NGC5194	$\mu_{w1} < 18.7$	–	$\mu_{w1} < 21.3$	$\mu_{NUV} < 27.5$

Les détecteurs FUV et NUV sont, quant à eux, sensibles à l'émission des étoiles O et B qui sont des étoiles jeunes, âgées au plus de quelques centaines de millions d'années (Bianchi 2011). Chacune des branches, dans la Figure 2.8, couvre à peu près les mêmes intervalles de brillance de surface dans les bandes FUV et NUV. Les branches forment alors des bandes parallèles de même pente pour toutes les galaxies. L'émission dans les deux bandes est donc corrélée ; elle est liée aux mêmes sources.

Les branches couvrent de larges intervalles de brillance de surface dans l'ultraviolet comparativement à l'infrarouge proche où ils forment des bandes étroites. Ce résultat s'explique par le fait que les sources responsables de l'émission dans la bande W1 et celles de l'émission dans l'ultraviolet sont différentes. La distinction des branches dans les diagrammes de la Figure 2.8, malgré le recouvrement partiel, implique que les sources UV se différencient aussi selon la composante structurale considérée.

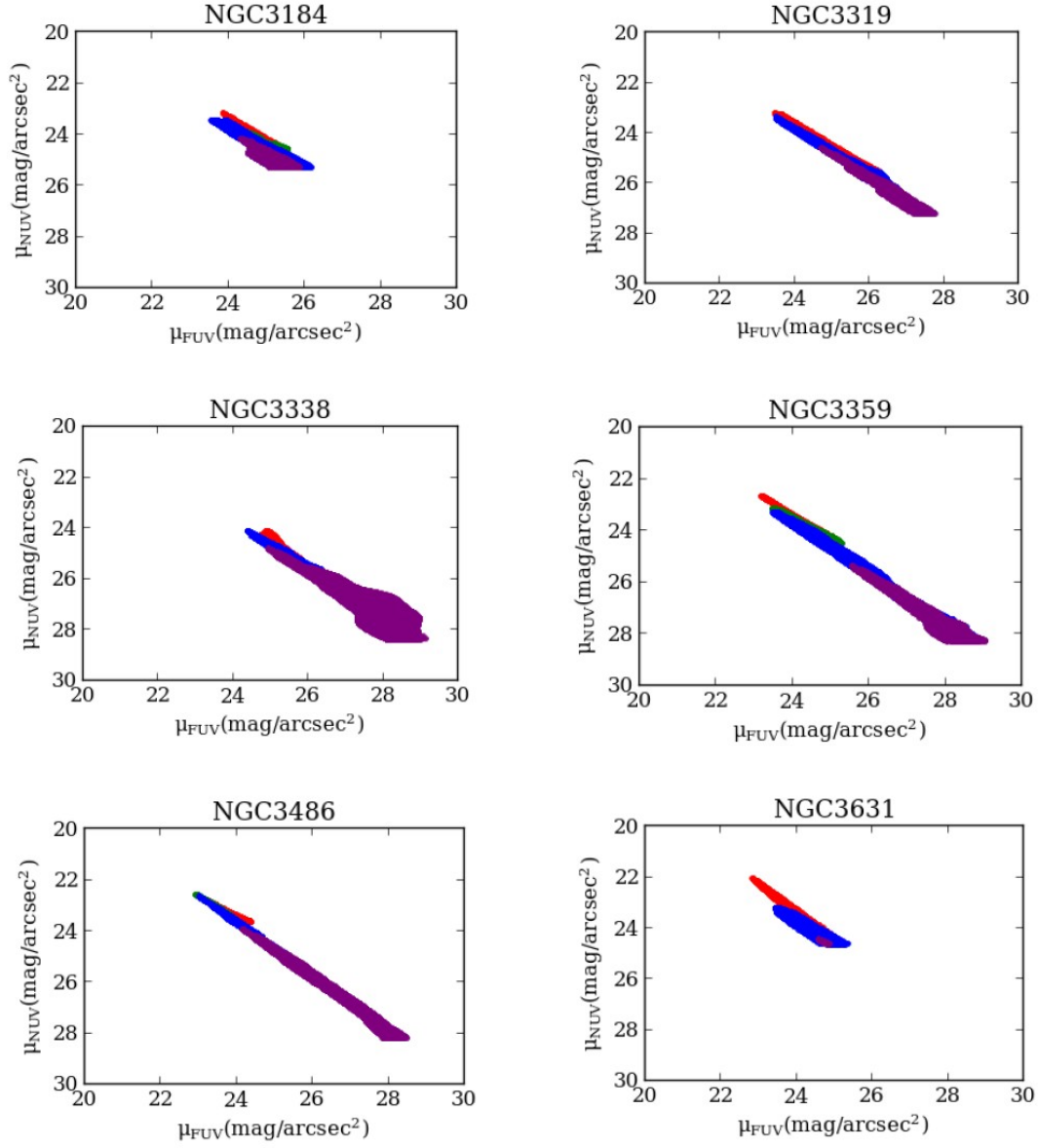


FIGURE 2.8 – Diagrammes magnitude-magnitude μ_{NUV} vs μ_{FUV} . Les branches identifiées dans la figure précédente sont représentées avec le même code de couleur.

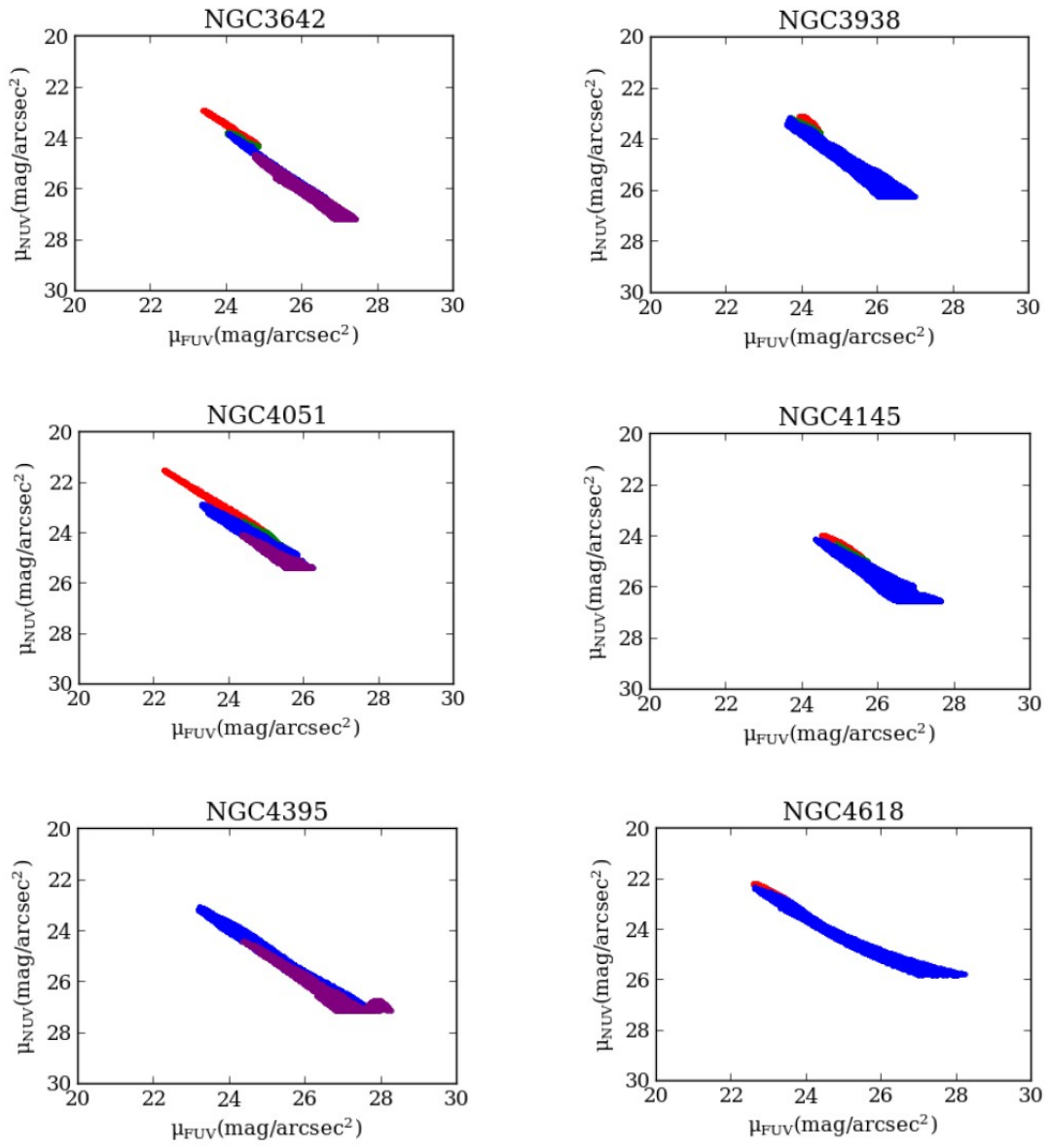


FIGURE 2.8 – Suite

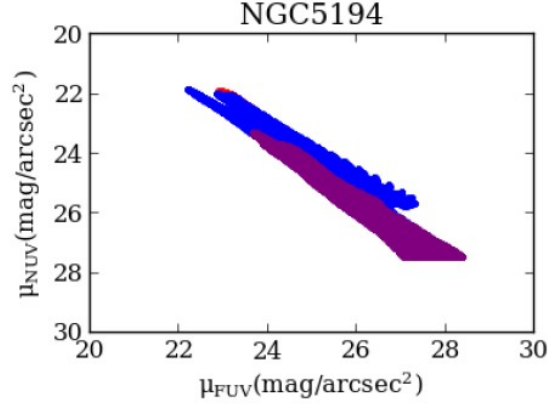


FIGURE 2.8 – Suite

2.3.2 Diagrammes couleur-magnitude

La distribution des pixels dans les diagrammes couleur-magnitude μ_{NUV} vs $\text{NUV} - \text{W1}$ et μ_{NUV} vs $\text{FUV} - \text{NUV}$ est représentée dans les Figures 2.11 et 2.12 respectivement. La flèche représente le vecteur rougissement pour une extinction $A_{\text{NUV}} = 1$ mag en suivant la loi de Calzetti et al. (1994). On considère une extinction nulle dans la bande W1. L'aspect des diagrammes couleur-magnitude découle de celle des diagrammes magnitude-magnitude : les branches sont nettement séparées dans les diagrammes de la Figure 2.11 tandis qu'elles se recouvrent partiellement dans ceux de la Figure 2.12. Le fait que les branches couvrent des intervalles de brillance de surface identiques dans les bandes FUV et NUV explique l'apparence des diagrammes de la Figure 2.12 : le rapport des flux est à peu près égal à l'unité ($\text{FUV} - \text{NUV} \approx 0$) et la dispersion en couleur est petite par rapport à celle observée pour $\text{NUV} - \text{W1}$.

L'allure générale des diagrammes suggère qu'il y a une tendance globale des galaxies à bleuir lorsqu'on s'éloigne du centre. Cette tendance peut s'expliquer par l'existence d'un gradient d'âge, d'extinction ou de métallicité. En effet, la présence de poussière et/ou de métaux produit les mêmes effets que l'âge sur la couleur des complexes stellaires.

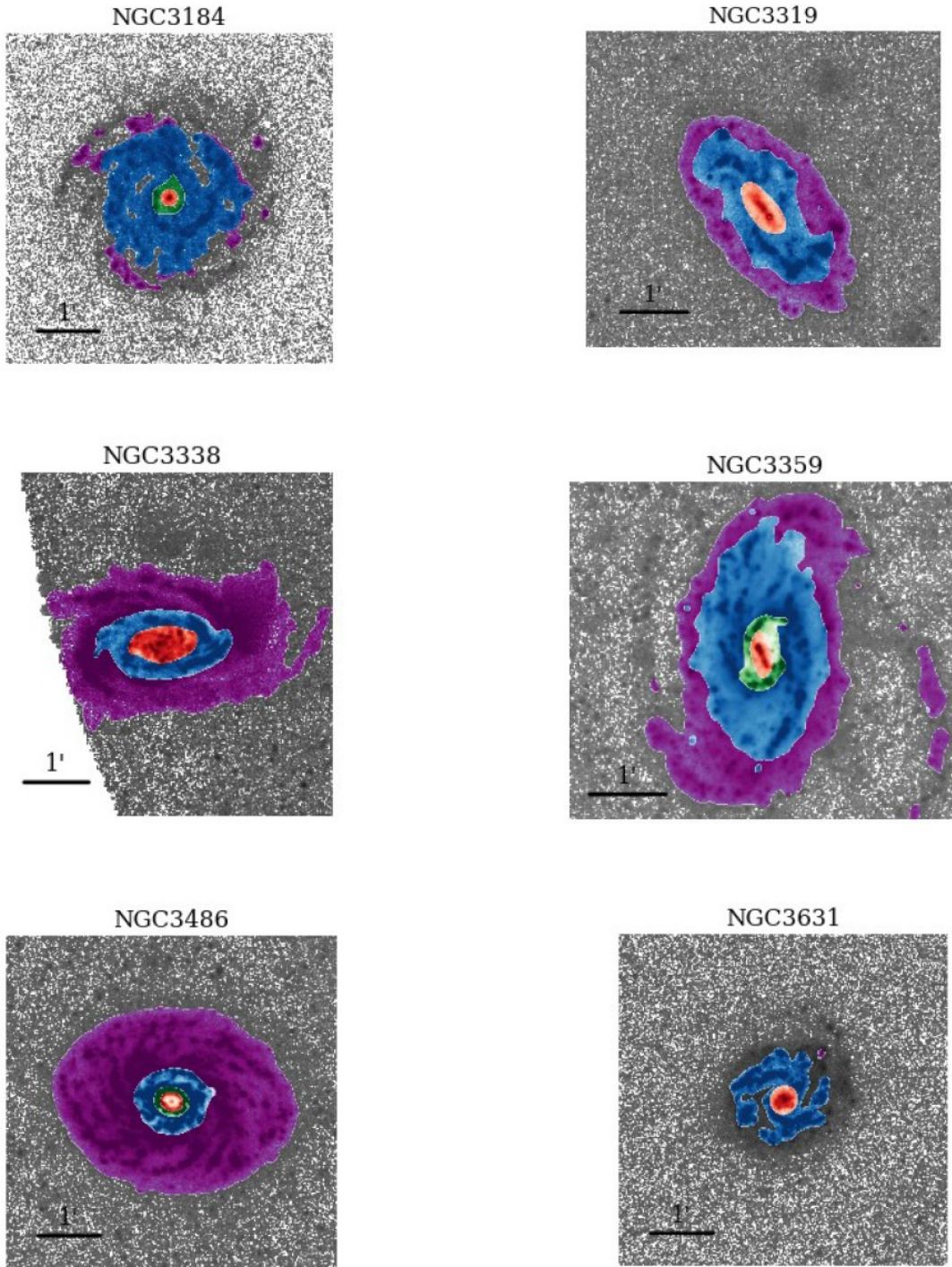


FIGURE 2.9 – Carte spatiale des groupes de pixels. Les images sont celles dans la bande NUV. Les différentes couleurs, associées aux branches dans les diagrammes magnitude-magnitude, définissent bien des structures correspondant au bulbe/barre (rouge), anneau interne (verte), disque interne (bleue), disque externe (violette). NGC3338 et NGC3642 se trouvent à l'extrémité du champ de vue circulaire de GALEX.

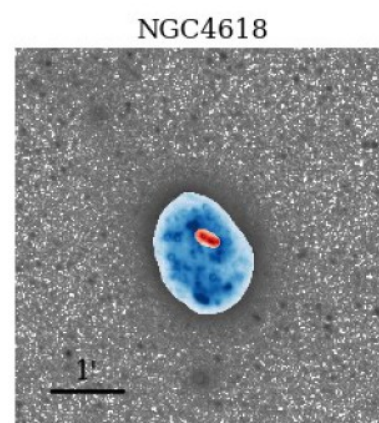
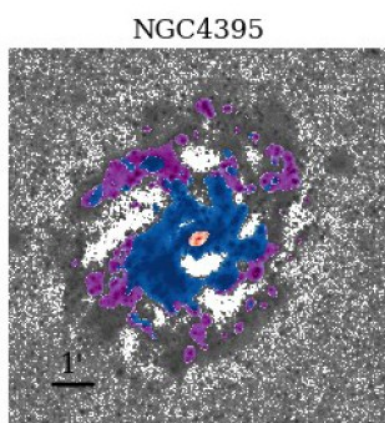
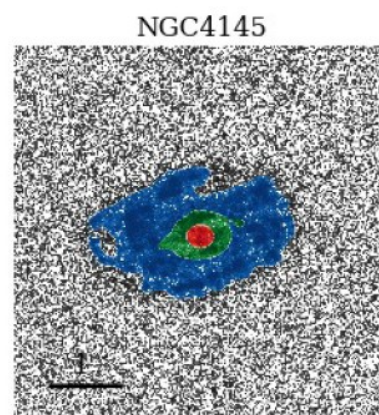
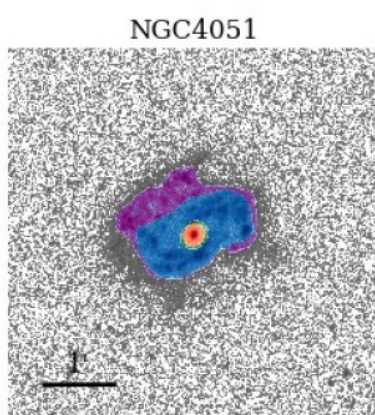
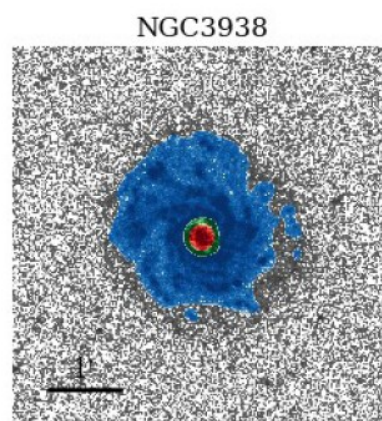
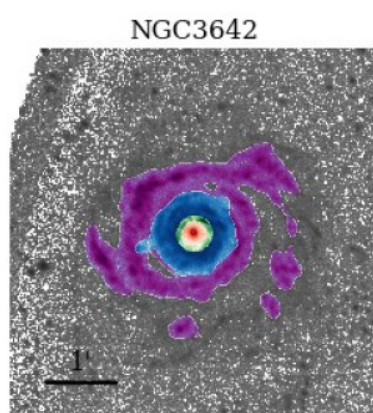


FIGURE 2.9 – Suite

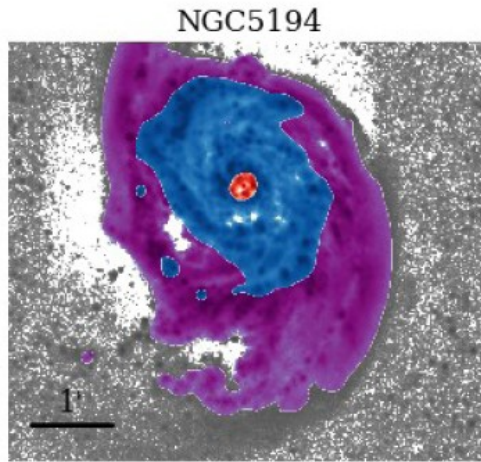


FIGURE 2.9 – Suite

Cependant, les branches des diagrammes couleur-magnitude de la Figure 2.12 (à l'exception de la branche rouge des galaxies NGC3338, NGC3938 et NGC4145) sont étirées dans la même direction que le vecteur rougissement. L'extinction par la poussière n'est donc pas responsable de la séparation en groupes de pixels observée dans les diagrammes. Le parallélisme entre la direction d'étirement des groupes de pixels et le vecteur rougissement implique aussi qu'au sein d'une branche, les pixels qui représentent des complexes stellaires de même âge et de même métallicité s'empilent en fonction de la distribution de la poussière dans la structure physique correspondante. De plus, la galaxie NGC5194 par exemple, a un gradient de métallicité assez plat (-0.02 dex / kpc d'après Bresolin et al. 2004) mais les branches sont bien différenciables dans les diagrammes couleur-magnitude. Ceci nous amène à affirmer que la variation de la brillance de surface dans la bande W1 joue le rôle principal dans la subdivision en structures des galaxies.

La couleur NUV – W1 est liée à la proportion relative des populations stellaires jeunes et vieilles contenues dans chacun des pixels. Le bulbe des galaxies spirales comprend une plus grande proportion d'étoiles vieilles (MacArthur et al. 2007) que les autres composantes.

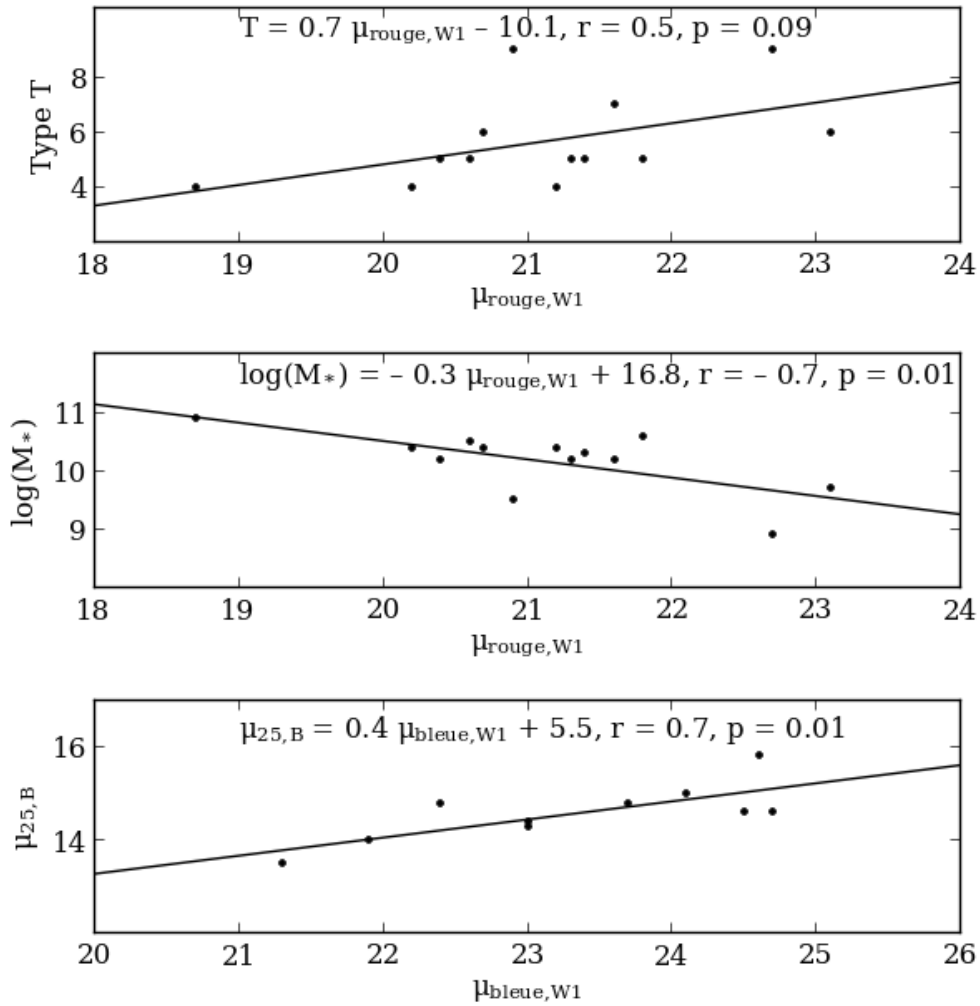


FIGURE 2.10 – Relation entre les brillances de surface limites de la branche rouge ($\mu_{\text{rouge},W1}$) et de la branche bleue ($\mu_{\text{bleue},W1}$) avec les paramètres structuraux des galaxies. L'équation de la droite dans chaque graphe représente le modèle. r est le coefficient de corrélation linéaire et p est la probabilité qu'il n'y ait pas de lien entre les variables (pente nulle).

Tableau 2.4 – Type T et masses stellaires des galaxies de l'échantillon

Nom	Type T	Log masse stellaire en unités de $M_{\odot}$
NGC3184	6	20.38
NGC3319	6	22.29
NGC3338	5	20.42
NGC3486	5	20.81
NGC3631	5	19.95
NGC3642	5	21.28
NGC3938	5	20.56
NGC4051	4	20.23
NGC4145	7	19.37
NGC4395	9	21.25
NGC4618	9	20.77
NGC5194	4	18.3

Tirés de Sheth et al. (2010)

La branche rouge, qui trace le bulbe et la barre, occupent donc l'extrémité droite dans le diagramme μ_{NUV} vs NUV – W1. La branche violette qui renferme les sources UV situées à la périphérie des galaxies, est à l'extrémité opposée de la position de la branche rouge car les régions externes du disque sont presque dépourvues d'étoiles vieilles (faible luminosité dans les images W1). Entre les deux branches, se placent les branches verte et bleue. Le rapport entre les formations stellaires récente et passée est par conséquent une fonction croissante de la distance galactocentrique. Thilker al. (2007b) en analysant les profils de brillance de surface de la galaxie NGC7331 dans l'UV et l'optique trouvent aussi que le rapport du taux de formation stellaire récente (taux moyenné sur les derniers 10^8 ans) sur le taux de formation stellaire moyen (taux moyenné sur l'âge de l'Univers) est plus élevé dans la périphérie.

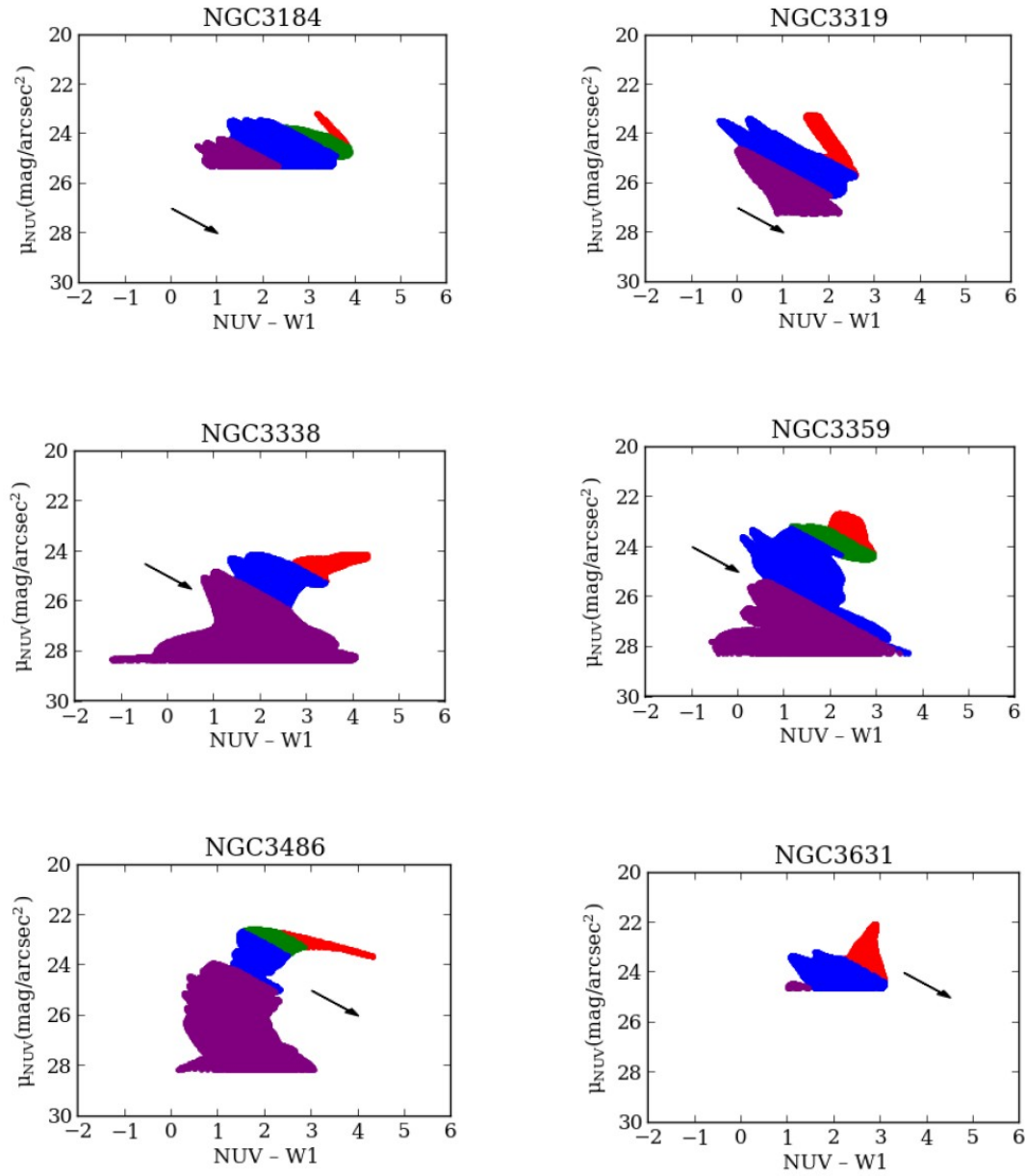


FIGURE 2.11 – Diagrammes couleur-magnitude μ_{NUV} vs $\text{NUV} - \text{W1}$. Les branches identifiées dans la Figure 2.7 sont représentées avec le même code de couleur. La flèche représente le vecteur rougissement pour une extinction $A_{\text{NUV}} = 1$ mag en suivant la loi de Calzetti et al.(1994). Les branches sont nettement séparées.

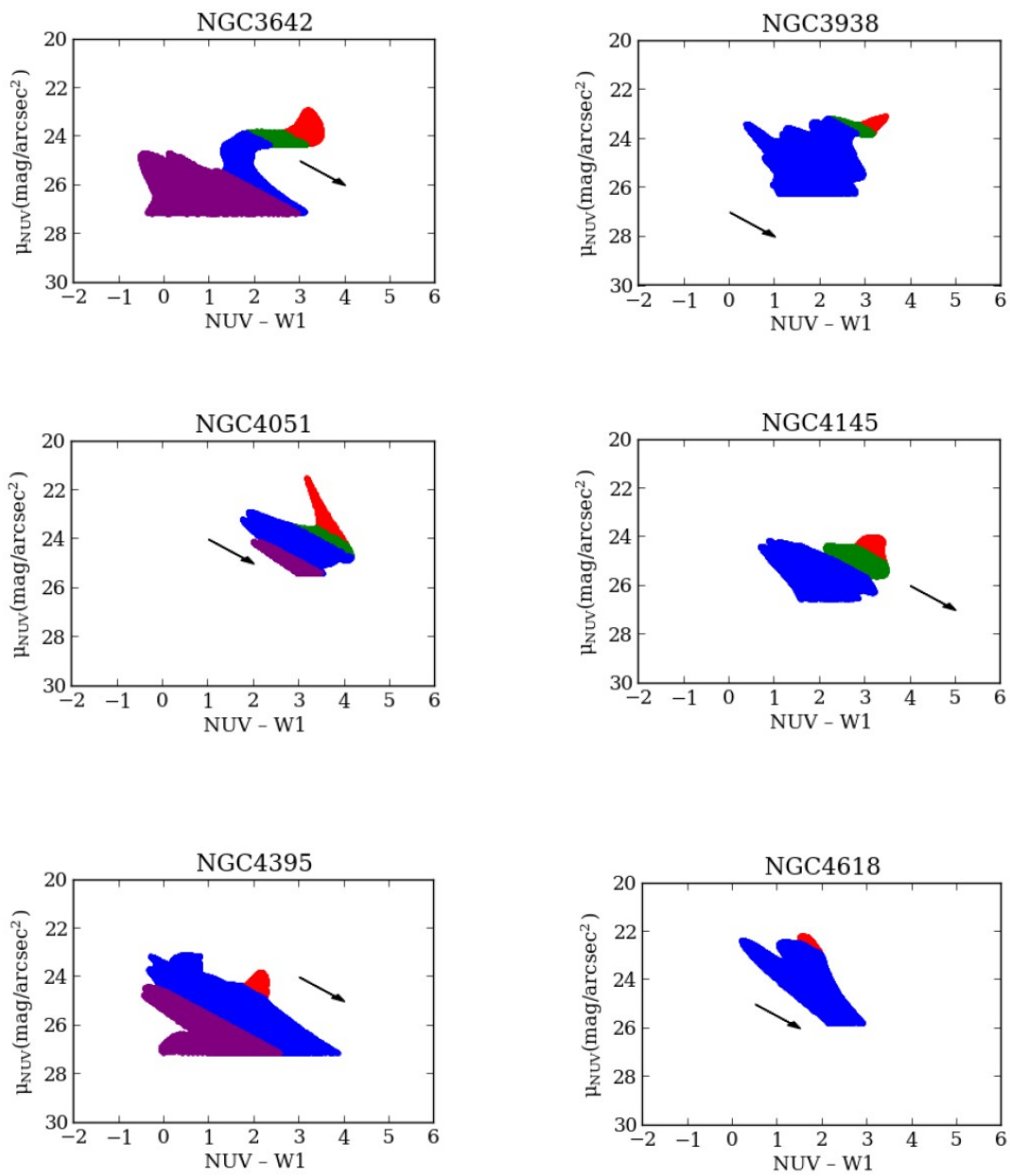


FIGURE 2.11 – Suite

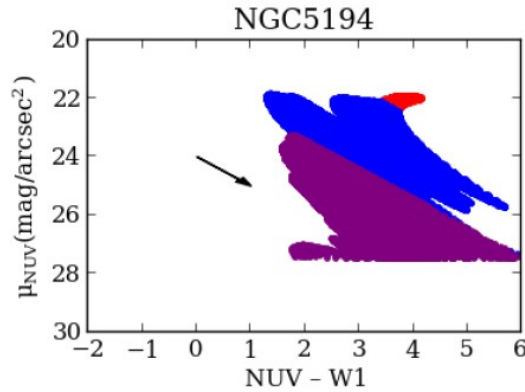


FIGURE 2.11 – Suite

La Figure 2.13 montre la grande sensibilité de la couleur FUV – NUV à l'âge. Pour une population jeune, elle n'est pas affectée par la variation de la métallicité. L'extinction par la poussière n'étant pas responsable de la séparation en branches des structures, on spécule sur l'existence d'un gradient d'âge de la jeune population stellaire dans ces galaxies. Une étude détaillée du contenu en poussière et de l'âge des complexes stellaires est faite au prochain chapitre.

Les pics dans chaque branche correspondent aux régions les plus brillantes dans la structure correspondante. Il est intéressant de noter que les pics du disque ont des valeurs de brillance de surface à peu près identiques, d'une galaxie à l'autre. La force de l'émission UV, localement, n'est donc pas influencée par le gradient de la brillance de surface dans la bande W1.

La branche rouge des galaxies NGC3184, NGC3319, NGC3359, NGC3486, NGC3642, NGC4051, NGC4395, NGC4618 et NGC5194 est allongée dans la même direction que le vecteur rougissement dans les diagrammes de la Figure 2.12. La Figure 2.14 présente les branches des galaxies NGC4395 et NGC5194 où cet aspect n'est pas bien visible du fait qu'elles sont recouvertes en partie par la branche bleue.

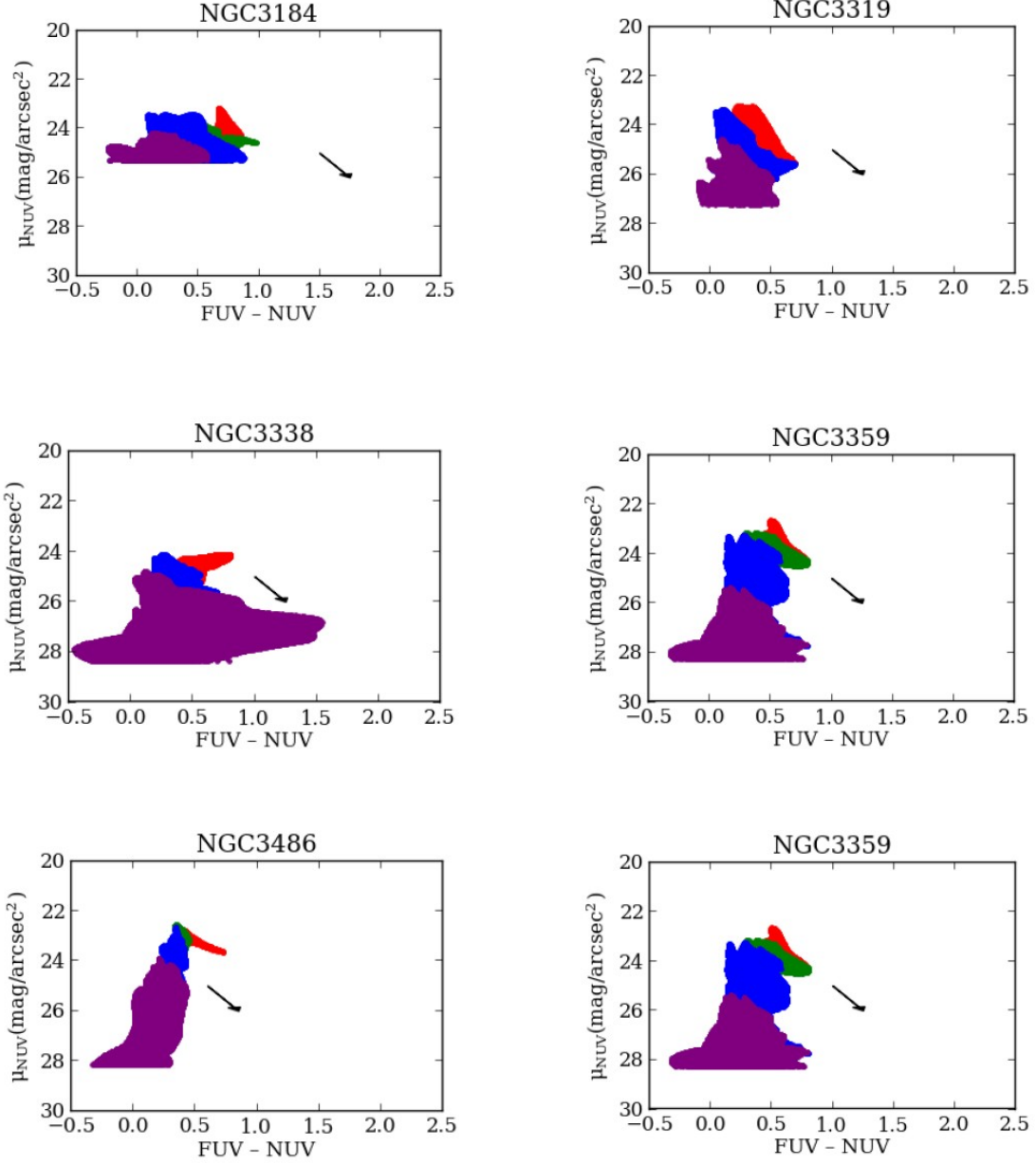


FIGURE 2.12 – Diagrammes couleur-magnitude μ_{NUV} vs $\text{FUV} - \text{NUV}$. Les branches identifiées dans la Figure 2.7 sont représentées avec le même code de couleur. Les branches s'empilent et se recouvrent comme dans la Figure 2.8.

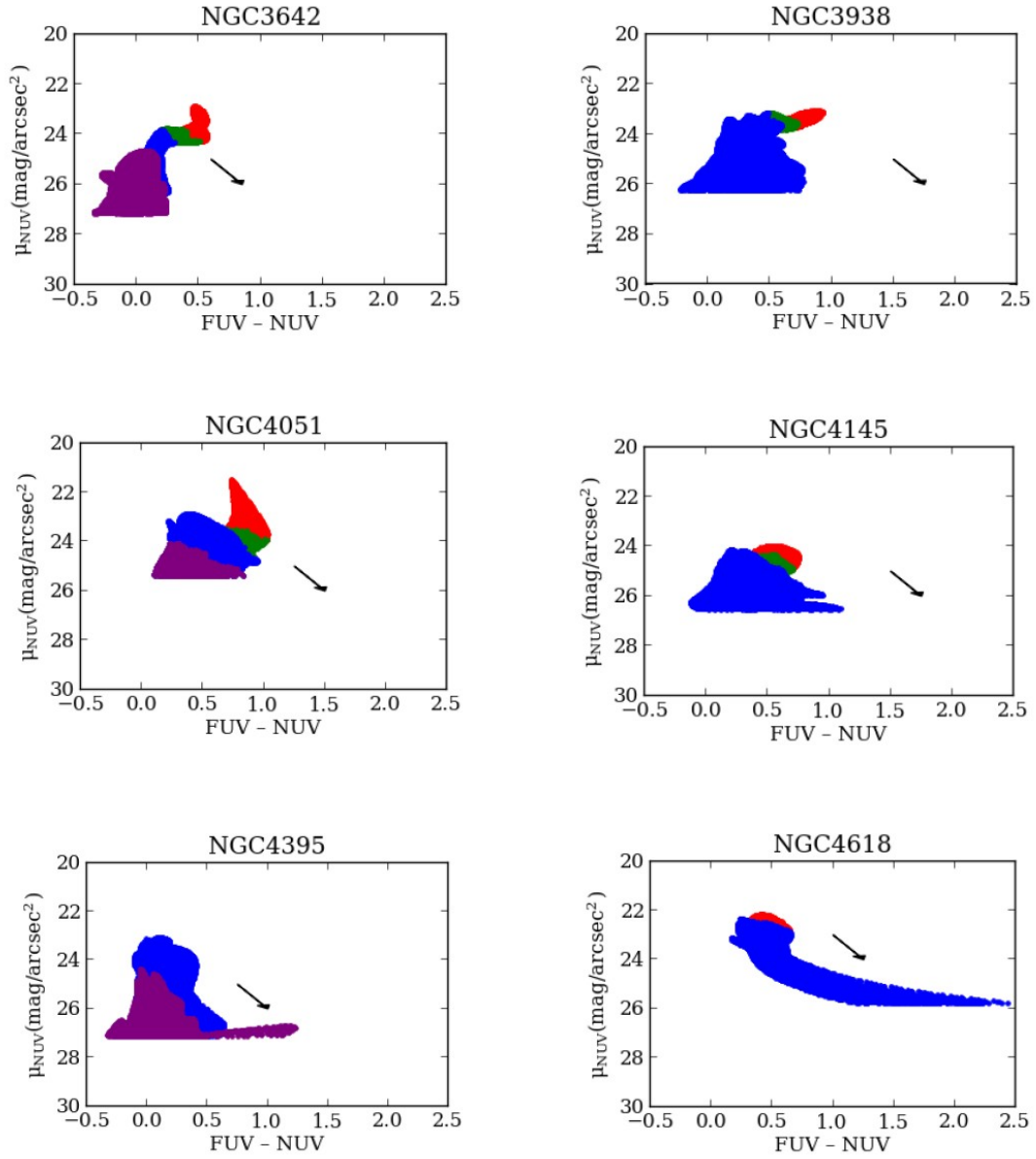


FIGURE 2.12 – Suite

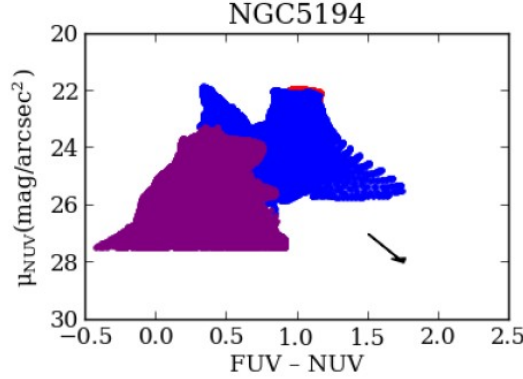


FIGURE 2.12 – Suite

Les pixels du centre sont plus bleus pour la couleur FUV – NUV (sauf pour NGC3486 où le centre présente un déficit en émission UV). L'existence d'un gradient d'âge/extinction/métallicité dans le bulbe produirait l'effet inverse ; c'est-à-dire un rougissement. Notons que les galaxies NGC3319, NGC3359 et NGC4618 sont barrées. Les galaxies NGC3486, NGC3642, NGC4051, NGC4395 et NGC5194 présentent une activité nucléaire. Aussi, Ghosh et al. (2008) suggèrent la présence d'un noyau à faible activité dans NGC3184. Il est possible que cet aspect constitue une signature de la présence d'une barre ou d'une activité nucléaire. Shaw et al. (1995) ont analysé un échantillon de galaxies spirales barrées dans des bandes de l'infrarouge proche (J,H,K) et ont relevé des régions centrales anormalement bleues comparativement à la couleur du bulbe. Ils proposent une réduction de l'atténuation vers le centre (due à la distribution du gaz dans la barre) ou la présence d'un noyau actif comme causes à ce phénomène.

2.4 Profils de brillance de surface

L'étude de la structure des galaxies spirales s'est longtemps basée sur l'analyse de la distribution de la lumière émise en fonction de la distance au centre de la galaxie.

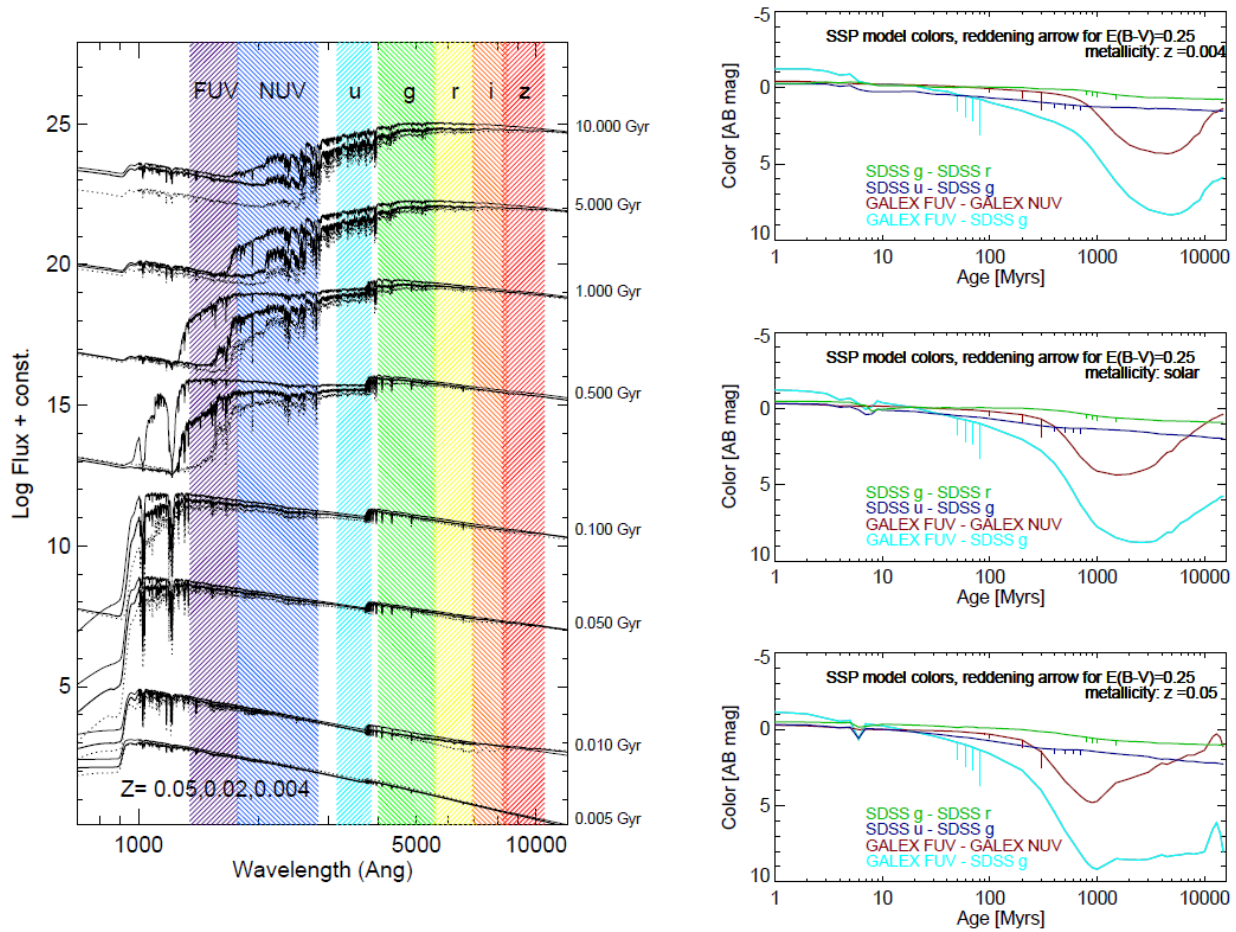


FIGURE 2.13 – **Modèles de spectres de populations stellaires simples pour des âges et métallicités différents.** En trait plein : $Z=0.02$, en trait fin : $Z=0.05$, en pointillés : $Z=0.004$. La sensibilité de la couleur UV par rapport à l'âge des modèles est indiquée dans la colonne de gauche pour différentes valeurs de la métallicité. La relation âge - couleur n'est pas affectée par la variation de la métallicité pour un âge de quelques millions d'années. Tirée de Bianchi (2011).

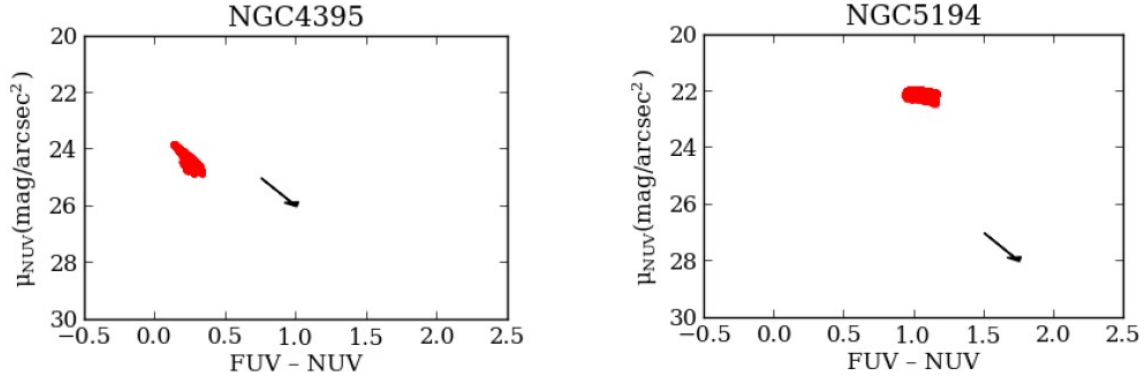


FIGURE 2.14 – Diagrammes couleur-magnitude μ_{NUV} vs $\text{FUV} - \text{NUV}$ pour les galaxies NGC4395 et NGC5194. Seule la branche rouge est représentée.

Le bulbe est généralement décrit par une fonction de puissance dite de de Vaucouleurs, où la brillance de surface est proportionnelle au rayon élevé à une puissance $1/n$ avec $n = 4$. Le profil de brillance du disque suit plutôt une loi dite de Freeman avec $n = 1$. Les structures telles que l'anneau, la barre et les bras peuvent être identifiées par les déviations (bosses) qu'elles occasionnent dans cette distribution radiale après lissage du bulbe et du disque par des fonctions appropriées. Les graphes de la Figure 2.15 présentent les profils de brillance des galaxies étudiées. Elles ont été générées en utilisant la routine *ellipse* du package STSDAS de IRAF à laquelle on passe les valeurs du centre, de l'ellipticité et de l'angle de position des galaxies, trouvées dans la littérature (Tableau 2.1). Ces paramètres restent fixes pour tous les isophotes dans toutes les bandes. Il est également possible d'accomplir la tâche en autorisant la routine à recentrer les ellipses et/ou varier l'ellipticité et l'angle de position. La présence de structures tels que les bras spiraux ou la barre font que les isophotes n'ont pas la même orientation. Cependant, Erwin et al. (2008) montrent que le profil radial généré en utilisant des isophotes avec paramètres fixes est plus proche du profil réel pour des galaxies barrées.

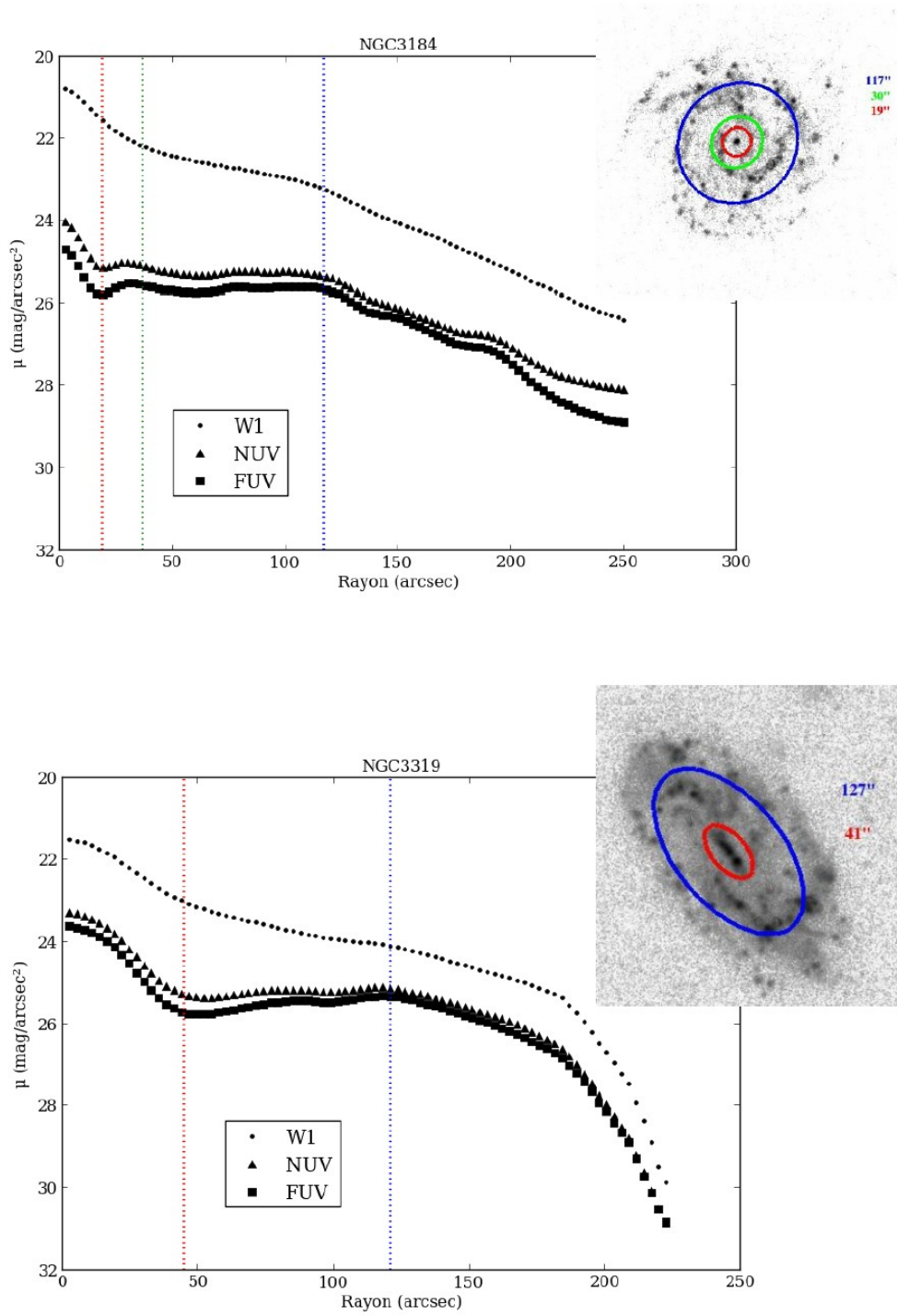


FIGURE 2.15 – Profils de brillance de surface dans les bandes W1, NUV et FUV. Dans le coin supérieur gauche, on présente l'image NUV sur laquelle on superpose les isophotes et la valeur du/des rayon(s) où les profils changent de pente délimitant le centre (ellipse rouge), l'anneau (ellipse verte) et le disque (ellipse bleue).

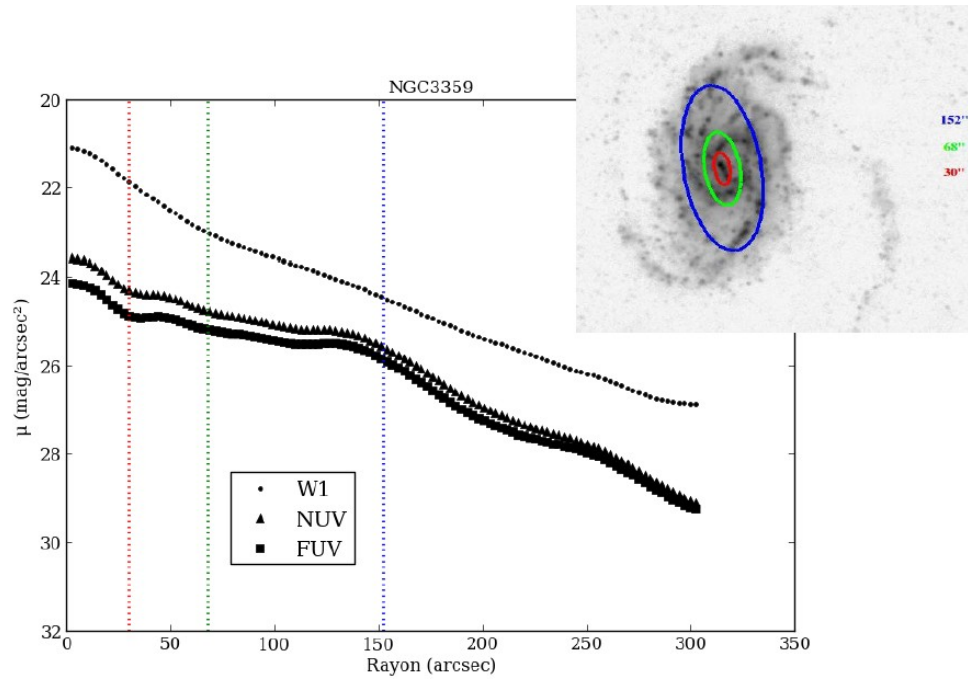
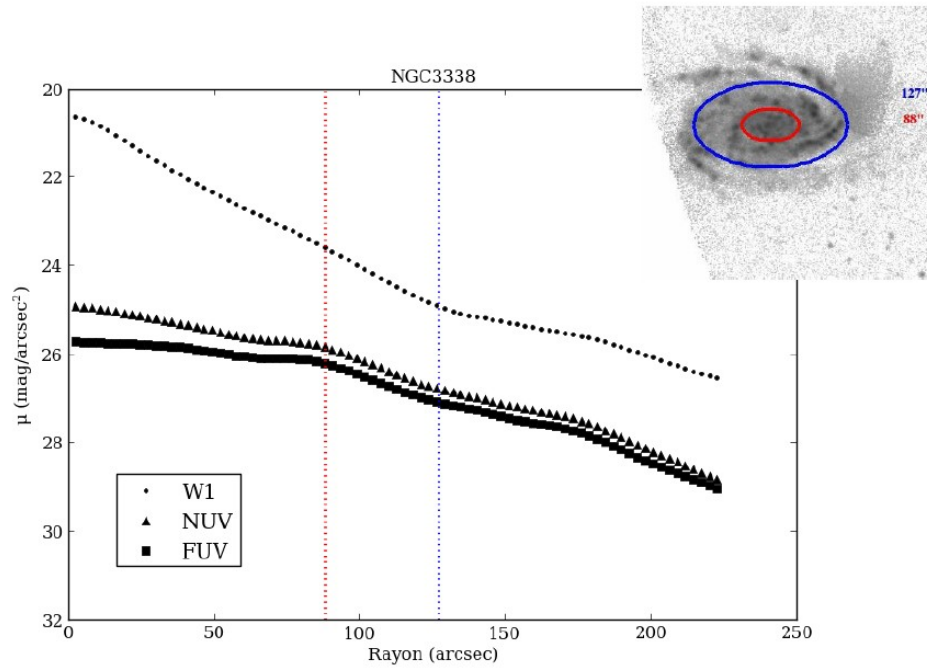


FIGURE 2.15 – Suite

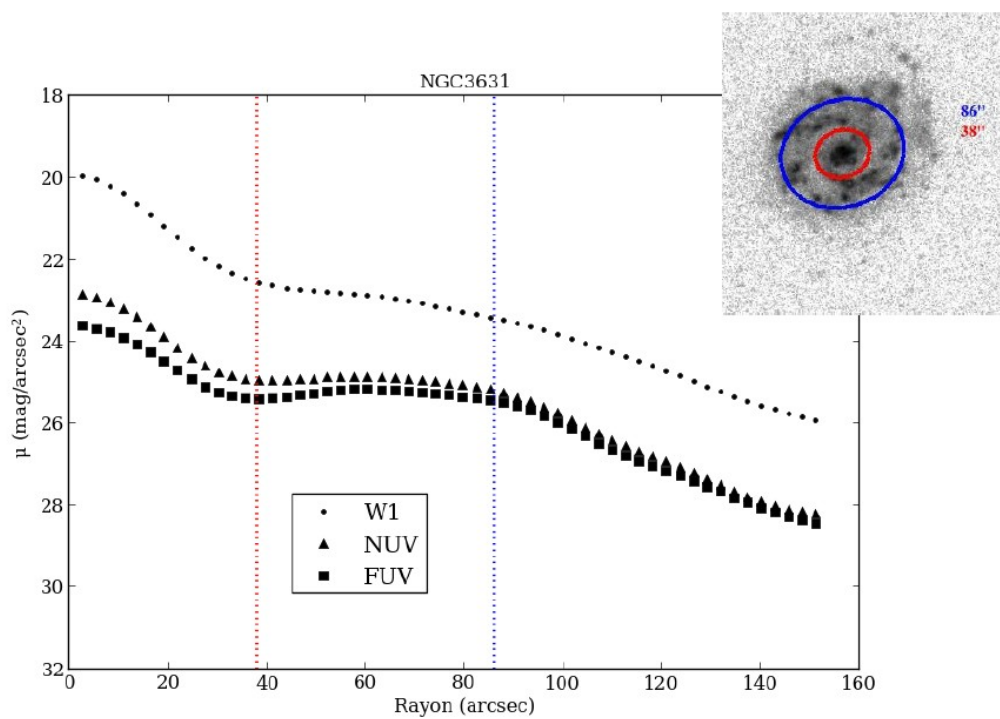
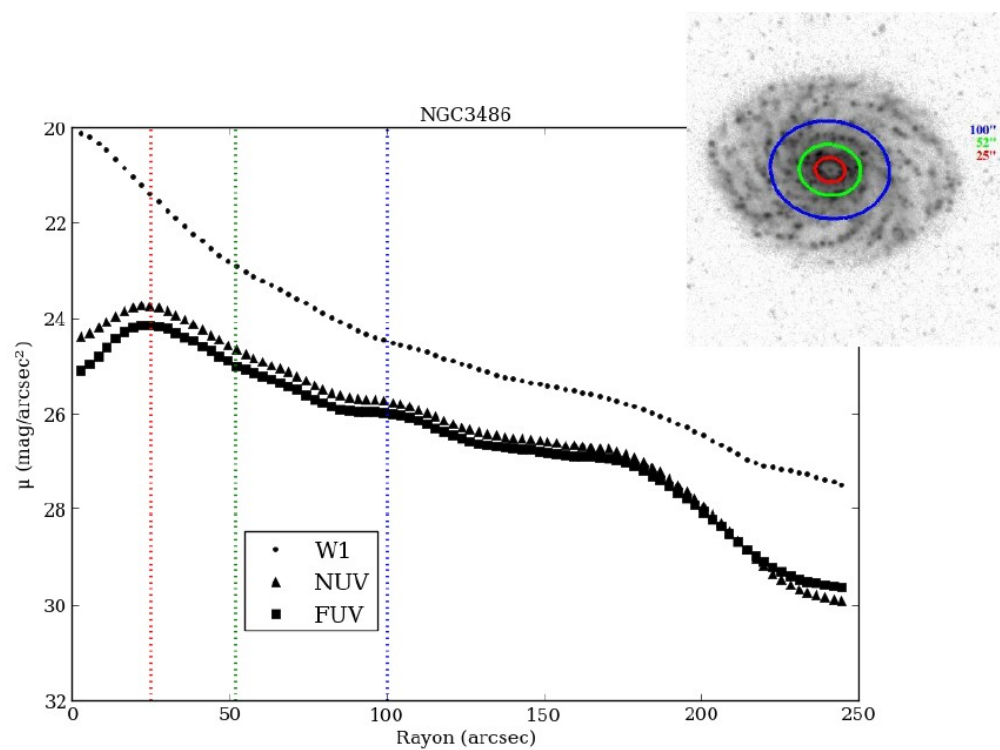


FIGURE 2.15 – Suite

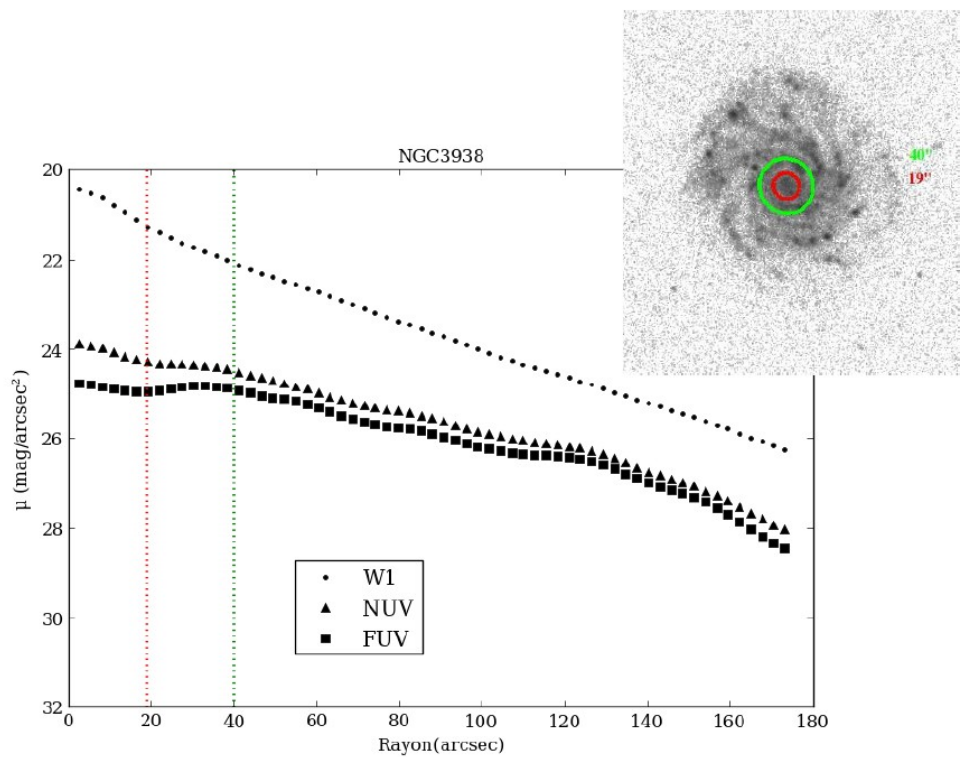
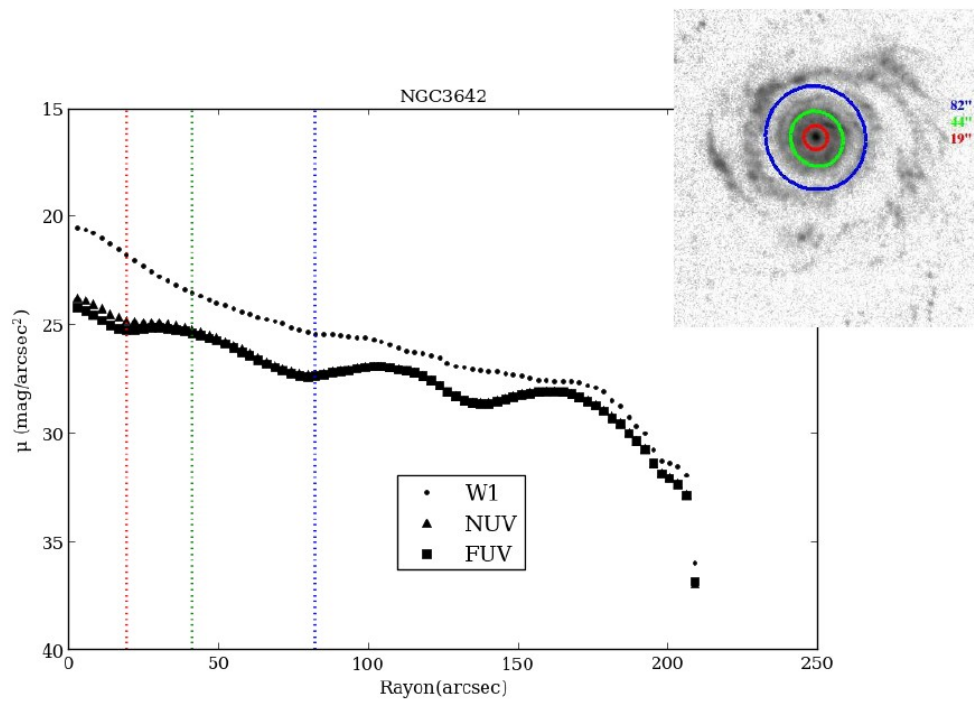


FIGURE 2.15 – Suite

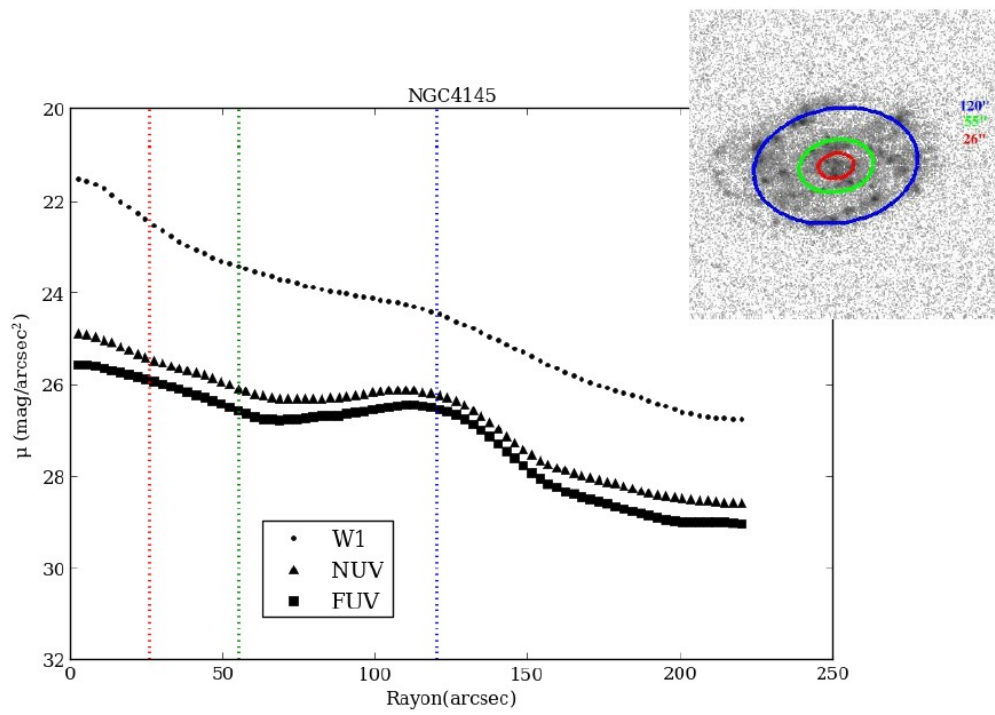
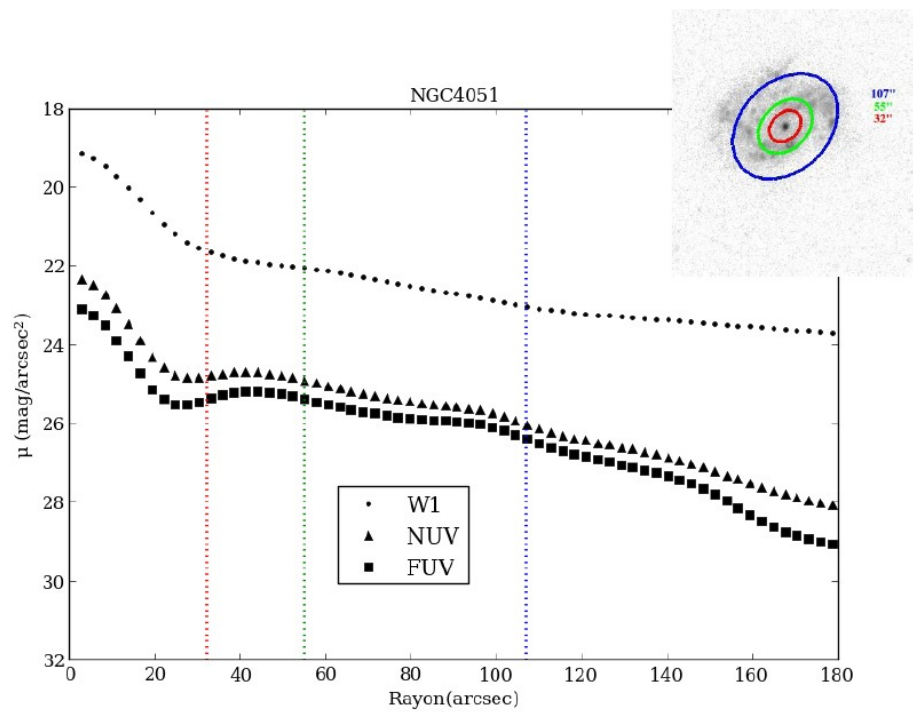


FIGURE 2.15 – Suite

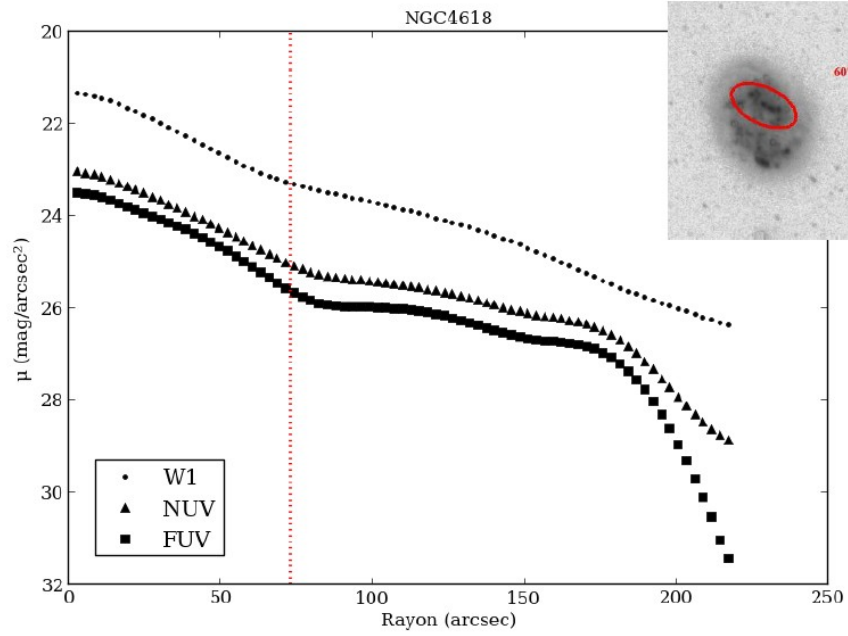
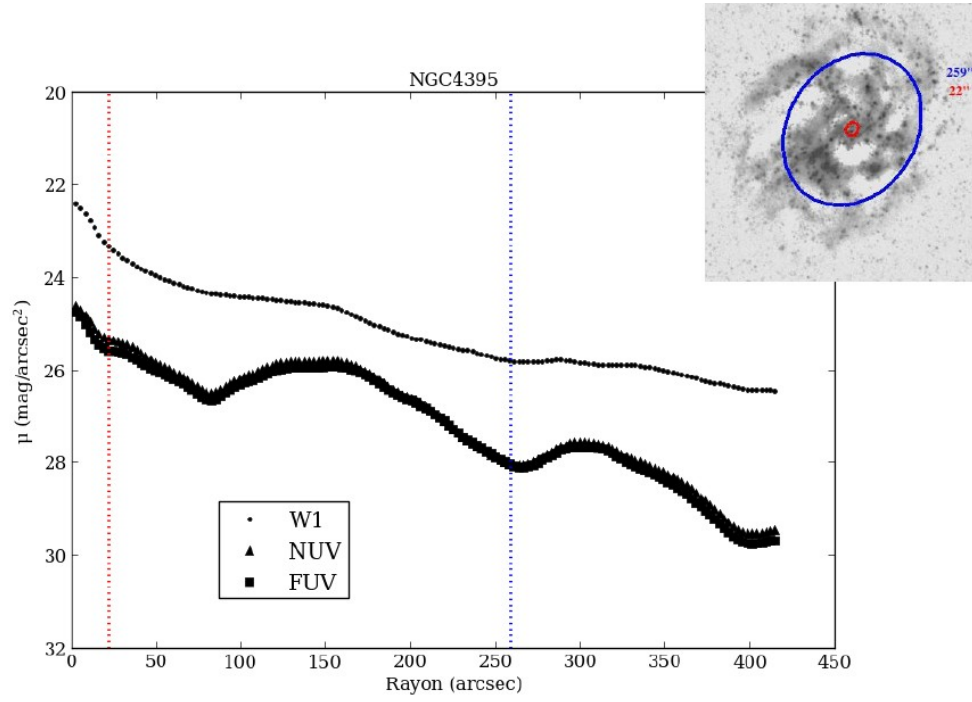


FIGURE 2.15 – Suite

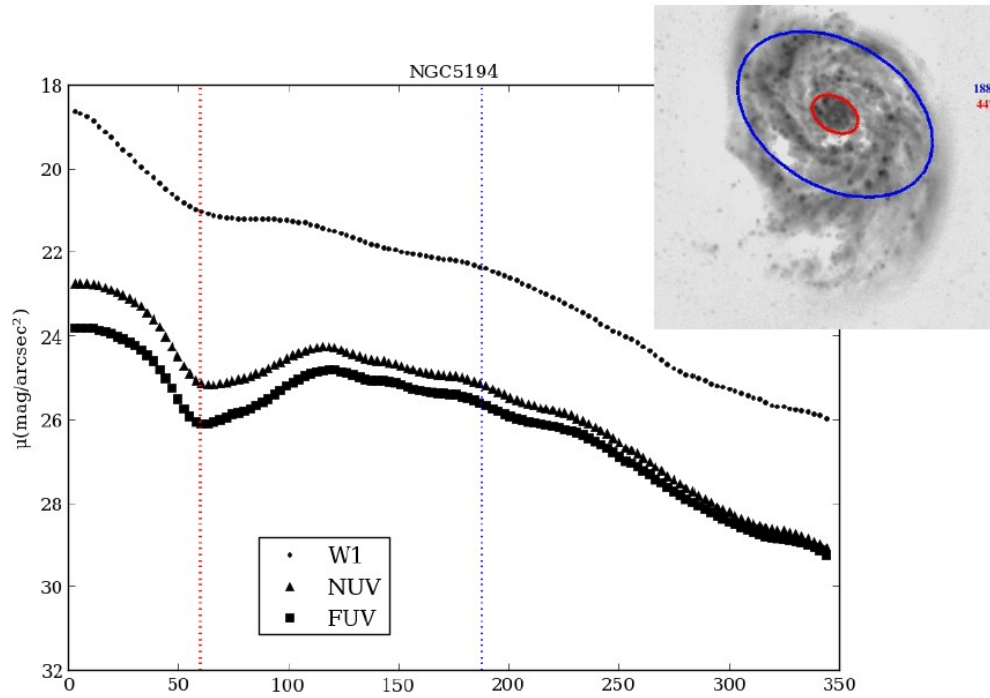


FIGURE 2.15 – Suite

Le lissage des profils n'est pas utilisée dans notre cas. J'identifie les structures en repérant les changements de pente apparaissant à des valeurs communes du rayon dans les trois courbes de profils radiaux. Les isophotes correspondants à ces structures sont superposés à l'image NUV des galaxies dans la Figure 2.15 : le centre est délimité par une ellipse rouge, l'anneau par une ellipse verte et le disque par une ellipse bleue. Le profil de brillance dans la bande W1 est lisse alors que les courbes dans le NUV et dans le FUV, qui sont presque identiques, présentent des variations entre deux rayons de discontinuité. Ces variations, visibles sous la forme de bosses, sont liées aux sources UV brillantes qui se manifestent par des pics dans les diagrammes magnitude-magnitude et couleur-magnitude. Les rayons où l'on observe un changement dans la pente de décroissance des courbes coïncident aux limites radiales des structures déterminées à l'aide des diagrammes magnitude-magnitude. C'est donc la variation du gradient de la brillance de surface dans

l'infrarouge proche qui est responsable de la séparation entre les branches. L'étude de la structure par la méthode des diagrammes magnitude-magnitude et couleur-magnitude se révèle plus avantageuse que l'analyse des profils de brillance de surface car elle permet de mettre en évidence les effets locaux que cette dernière méthode ne détecte pas du fait qu'elle utilise des valeurs de flux moyennées azimuthalement. Par exemple, le fait que la force de l'émission UV, localement, soit indépendante de la distribution en masse stellaire n'est pas remarquable dans les profils de la Figure 2.15.

Les variations de la brillance de surface dans la bande W1 sont liées à la structure des galaxies. Dans une branche, les pixels s'empilent selon la valeur de l'extinction et de l'âge des complexes stellaires qu'ils contiennent. Il serait intéressant de mesurer ces propriétés et d'analyser leurs variations dans les différentes structures. C'est l'objet du chapitre suivant.

Chapitre 3

Propriétés des populations stellaires

Les étoiles massives émettent essentiellement dans l’ultraviolet et ionisent le gaz contenu dans le site de formation. Le gaz rayonne ensuite par recombinaison atomique. La poussière environnante absorbe également une partie de ce rayonnement qu’elle réémet dans l’infrarouge (Kennicutt 1998). Il faut donc associer aux données UV des données traçant l’émission de la poussière afin de mesurer l’âge des populations stellaires jeunes (grandeur fortement corrélée à la couleur UV) et de l’extinction par la poussière. J'utiliserai les données WISE dans les bandes W1 et W3 et les données GALEX dans le but d'obtenir un estimé de l'âge des complexes stellaires jeunes et du contenu en poussière des galaxies.

3.1 Traitement des données

La bande W3 ($\lambda_{\text{eff}} = 11.56 \mu\text{m}$) est particulièrement sensible à l’émission des molécules PAH situées aux frontières des régions HII excitées par les photons ultraviolets des étoiles massives (Jarrett et al. 2013). La pleine largeur à mi-hauteur de la PSF est de 6.5". Elle est proche de la résolution angulaire atteinte dans les bandes FUV et NUV ($\sim 5''$). Les mêmes procédures de soustraction du ciel et de correction pour l’extinction galactique pour la bande W1 sont appliquées ici. Dans le cas de la bande W3, l’extinction galactique est estimée en utilisant la relation :

$$A(W3) = 0.1519 E(B - V) , \quad (3.1)$$

donnée par Jarrett et al. (2013). On aligne les images FUV et NUV de chaque galaxie à l’image W3 en utilisant toujours la procédure *hastrom* de IDL. La Figure 3.1 présente les

images des galaxies de l'échantillon dans la bande W3. Elles sont extraites des archives du *WISE All-Sky Survey*, réalisé avant l'épuisement de l'hydrogène solide servant à la cryogénisation des détecteurs. Les densités de flux (f) mesurées dans les bandes spectrales W1, W3, FUV et NUV sont proportionnelles au nombre de comptes (CPS) :

$$f(\text{bande}) = c \times \text{CPS}, \quad (3.2)$$

où les coefficients c sont rapportés dans le Tableau 3.1. Les flux « monochromatiques » correspondants, dans le cas des données GALEX, sont donnés par l'expression :

$$F(\text{bande}) = \lambda_{\text{eff}} \times f(\text{bande}), \quad (3.3)$$

où λ_{eff} est la longueur d'onde centrale de chacun des filtres GALEX (Tableau 2.2), et dans le cas des données WISE :

$$F(\text{bande}) = \nu \times f(\text{bande}), \quad (3.4)$$

où $\nu(\text{W3}) = 2.6753 \times 10^{13}$ Hz et $\nu(\text{W1}) = 8.8560 \times 10^{13}$ Hz (Jarrett et al. 2011) sont les fréquences dans les bandes W3 et W1 respectivement. La conversion en unités cgs se fait en considérant que $1 \text{ Jy} = 10^{23} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2} \text{ Hz}^{-1}$ par définition. Les luminosités s'en déduisent en utilisant l'équation :

$$L(\text{bande}) = 4\pi d^2 \times F(\text{bande}), \quad (3.5)$$

où d est la distance de la galaxie (Tableau 2.1), exprimée en cm, sachant que $1 \text{ pc} = 3.08 \times 10^{18} \text{ cm}$, et L est exprimée en erg s^{-1} . Les flux sont corrigés pour l'extinction galactique ($A(\text{bande})$) en leur appliquant la transformation :

$$F(\text{bande})_{\text{corr}} = F(\text{bande}) \times 10^{-0.4 \times A(\text{bande})}. \quad (3.6)$$

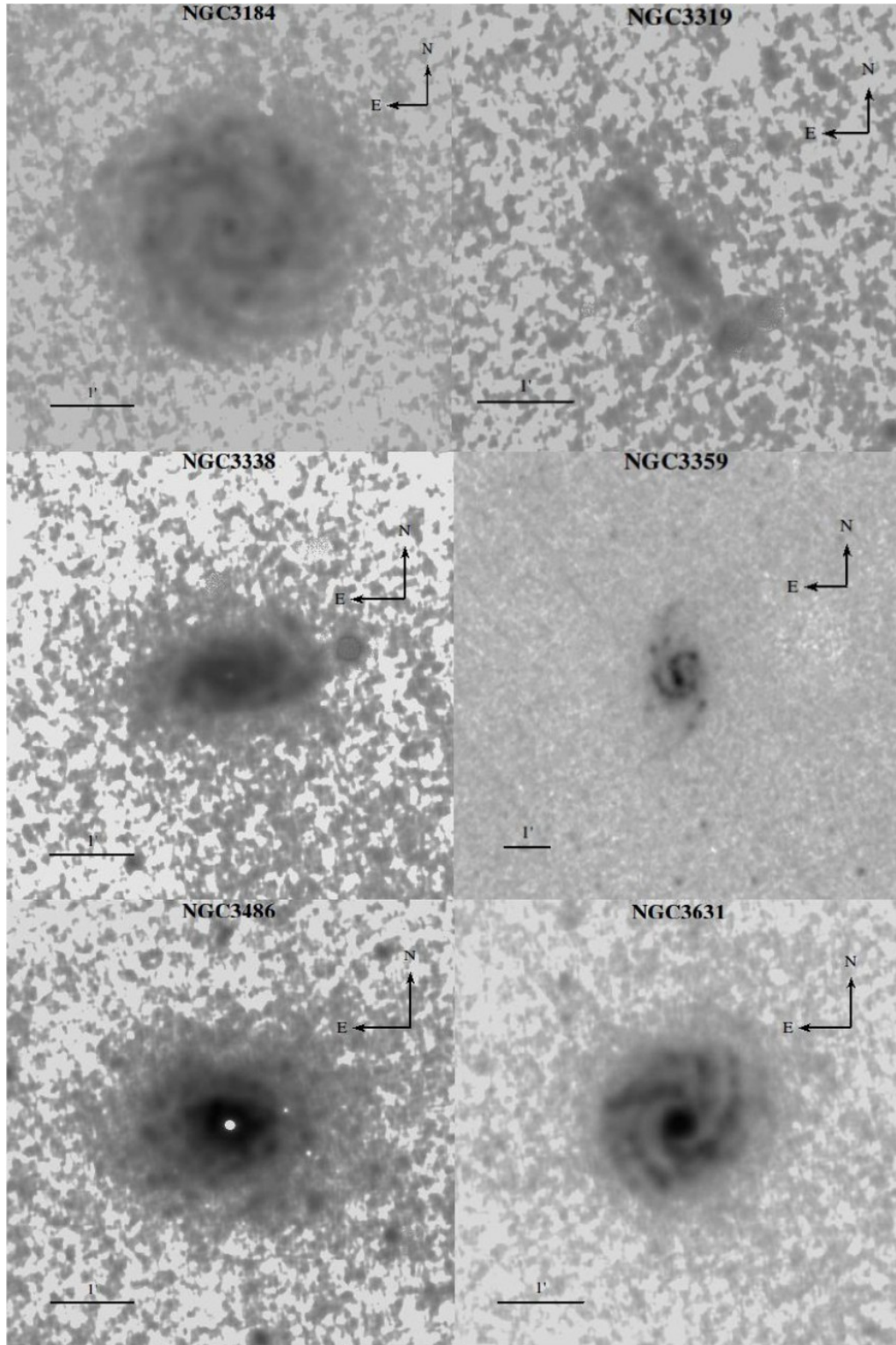


FIGURE 3.1 – Images WISE dans la bande W3 des galaxies de l'échantillon. *Les objets d'avant-plan et d'arrière-plan ont été masqués.*

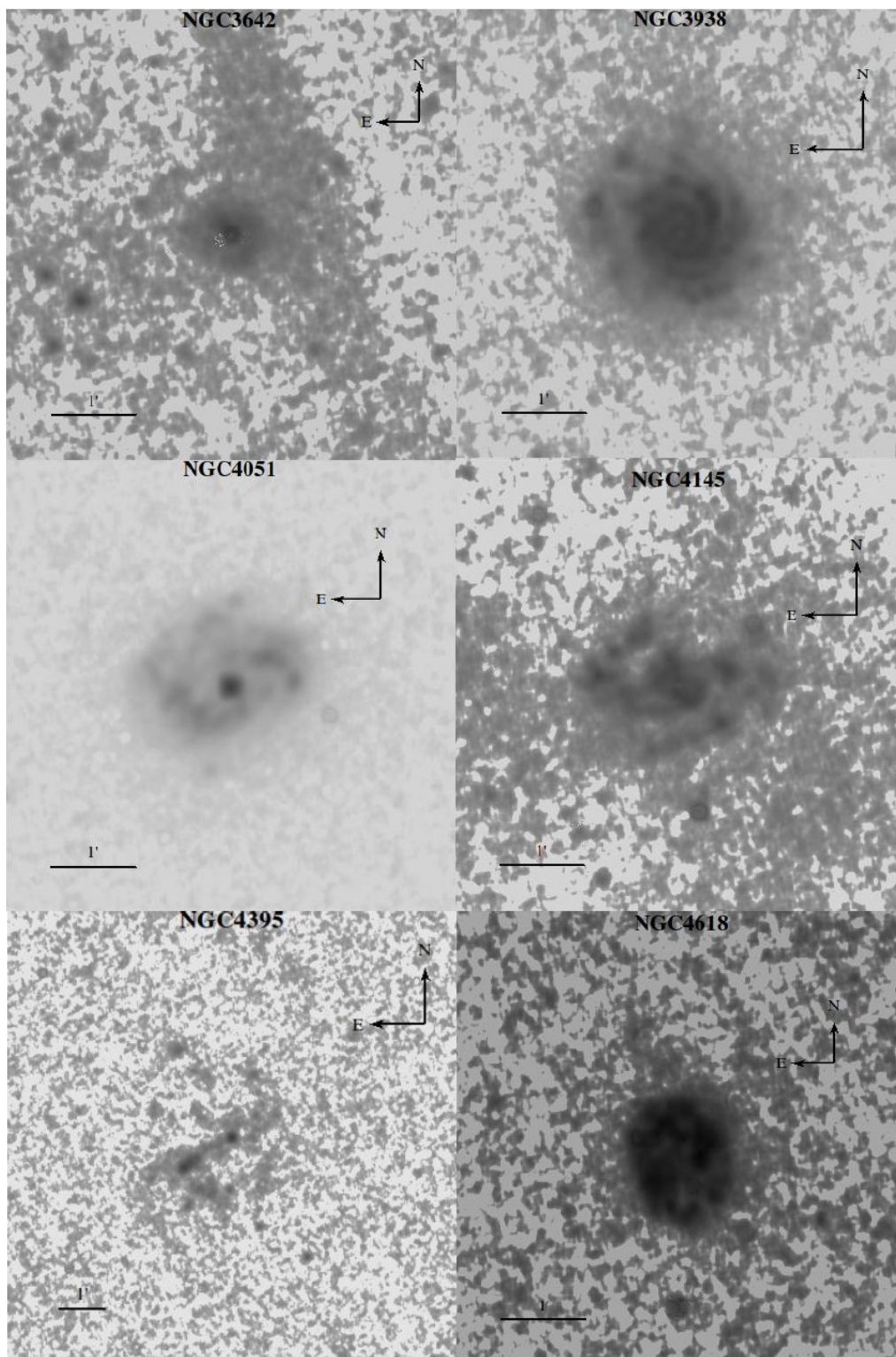


FIGURE 3.1 – Suite

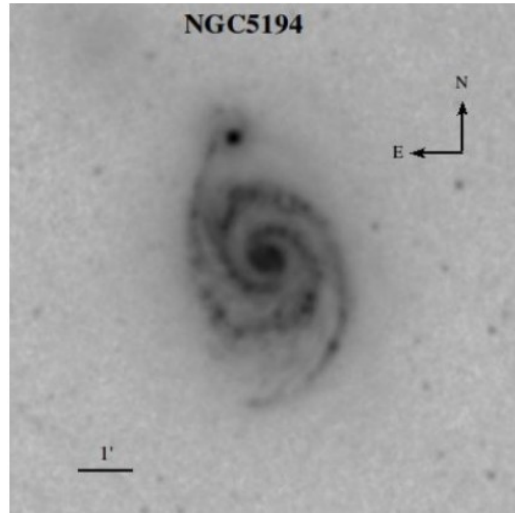


FIGURE 3.1 – Suite

L'émission PAH dans la bande W3 est contaminée par le continuum d'étoiles vieilles. Le rayonnement de ces étoiles domine l'émission des galaxies elliptiques. La Figure 3.2 montre les densités spectrales d'énergie de trois galaxies elliptiques. Jarrett et al. (2013) estiment que la contribution du continuum des étoiles vieilles dans la bande W3 représente environ 15% de l'émission dans la bande W1. Ainsi donc

$$L(\text{PAH}) = L(\text{W3}) - 0.15 L(\text{W1}). \quad (3.7)$$

$L(\text{PAH})$ correspond alors à l'émission de la poussière dans la bande W3.

3.2 HIIphot

HIIphot (Thilker et al. 1998, 2000; Mashchenko et al. 2000) est un code développé, à l'origine, pour la détection automatique et la caractérisation des régions HII dans les galaxies proches.

Tableau 3.1 – Paramètres de calibration des flux monochromatiques

Bande	c	Unités
FUV	1.40×10^{-15}	$\text{erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2} \text{ \AA}^{-1}/\text{CPS}$
NUV	2.06×10^{-16}	$\text{erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2} \text{ \AA}^{-1}/\text{CPS}$
W3	1.8326×10^{-06}	Jy/CPS
W1	1.935×10^{-06}	Jy/CPS

Il est cependant possible de l'appliquer aux données FUV afin d'identifier et d'isoler les amas stellaires jeunes. Pour détecter les régions HII, le code commence par générer des modèles de coquille en expansion dans un disque de gaz stratifié. Ces modèles sont ensuite projetés spatialement et en vitesse. Le programme effectue alors un produit de convolution entre les transformées de Fourier des données et des modèles afin de détecter les régions qui correspondent le mieux aux modèles projetés. Le code attribue des « empreintes » à ces pics de flux et considère comme détections probables seuls les pics supérieurs à un multiple donné du bruit de l'image. Ce multiple est appelé « rapport signal-sur-bruit » et est fourni comme paramètre d'entrée. On le fixe à 5. Les modèles empiriques n'étant qu'une approximation de premier ordre de la géométrie réelle des sources, les « empreintes » peuvent contenir des pixels n'appartenant pas nécessairement à la région. Le code rejette alors les pixels se trouvant à l'extérieur de l'isophote correspondant à la moitié de la valeur médiane de l'intensité dans chaque « empreinte », créant ainsi les « graines » qui sont un point de départ dans la caractérisation des régions. L'algorithme procède ensuite à la croissance des régions de manière itérative en incluant les pixels environnants dont l'intensité est supérieure à un niveau seuil. Ce niveau seuil correspond à l'isophote contour de chaque région réduit de 0.2 dex avant chaque itération. La croissance d'une région cesse lorsque la région est complètement entourée par les frontières des régions voisines ou lorsque le gradient de la brillance de surface est plus plat qu'un seuil fourni en entrée (la condition suggère qu'on a atteint le fond local).

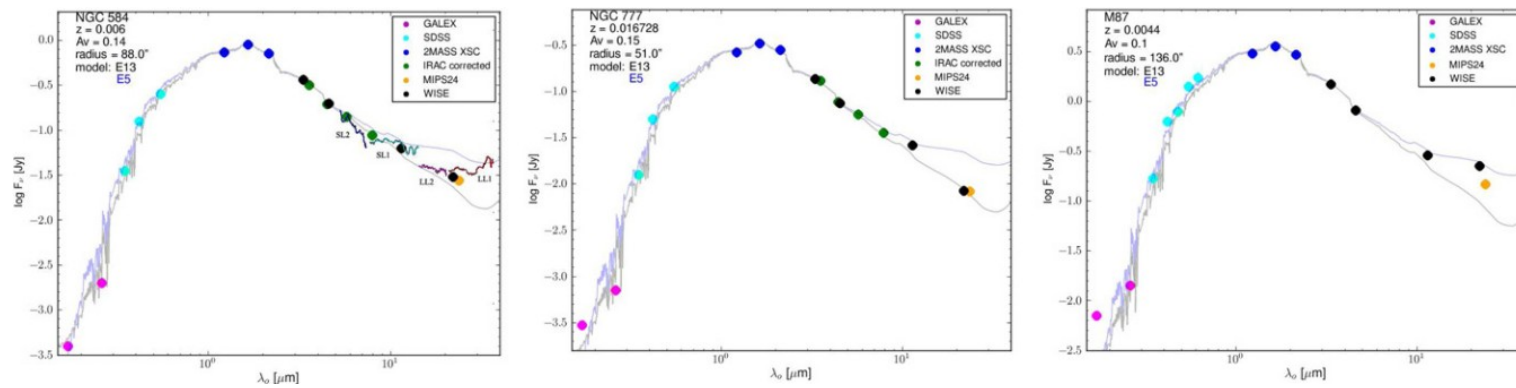


FIGURE 3.2 – Densités spectrales d'énergie des galaxies elliptiques NGC584, NGC777 et M87 à partir d'observations panchromatiques (de l'ultraviolet à l'infrarouge moyen). *Les lignes continues représentent des modèles de galaxies vieilles de 5 Ga (présence d'étoiles de la branche asymptotique des géantes) et 13 Ga. M87 a un excès infrarouge dû à son noyau actif. L'émission est largement dominée par les étoiles vieilles et il est possible d'estimer la contribution du continuum stellaire dans la bande W3 à partir de W1. Tirée de Jarrett et al. (2013).*

Dans le cas des données FUV, les complexes stellaires sont localisés en identifiant les pics de flux qui constituent les « graines ». Le code agrandit ces régions en incluant les pixels environnants jusqu'à atteindre le seuil du gradient de la brillance de surface ou fond local correspondant à l'émission diffuse.

L'unité standard de la brillance de surface dans le domaine de l'étude du milieu interstellaire est le Rayleigh :

$$1 \text{ Rayleigh} = \frac{10^6}{4\pi} \text{ photons s}^{-1} \text{ cm}^{-2} \text{ sr}^{-1}. \quad (3.8)$$

En considérant que l'énergie d'un photon est $h\nu = hc/\lambda$ et que $1 \text{ sr} = 32400/\pi^2 \text{ deg}^2 = 1/4.25 \times 10^{10} \text{ arcsec}^2$, l'expression précédente devient

$$1 \text{ Rayleigh} = 3.715 \times 10^{-14} \lambda^{-1} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2} \text{ arcsec}^{-2}. \quad (3.9)$$

De ce fait, pour le filtre FUV ($\lambda_{\text{FUV}} = 1530 \text{ \AA}$), $1 \text{ Rayleigh} = 2.428 \times 10^{-17} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2} \text{ arcsec}^{-2}$ et pour la raie H α ($\lambda_{\text{H}\alpha} = 6563 \text{ \AA}$), $1 \text{ Rayleigh} = 5.661 \times 10^{-18} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2} \text{ arcsec}^{-2}$. Aussi, la recombinaison de l'hydrogène ionisé produit une raie H α (Marcelin et al. 1998) d'intensité

$$I_\alpha = 0.36 T_4^{-0.9} \text{ EM Rayleighs}, \quad (3.10)$$

où EM est la mesure d'émission en unités de $\text{cm}^{-6} \text{ pc}$ et T_4 est la température électronique en unités de 10^4 K . Pour une température électronique de 10^4 K , on a :

$$I_\alpha = 2 \times 10^{-18} \text{ EM erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2} \text{ arcsec}^{-2}. \quad (3.11)$$

Hermanowicz et al. (2013) présentent des rapports de flux H α /FUV de régions de formation stellaire de galaxies spirales proches où $\log_{10}(L_{\text{H}\alpha}/L_{\text{FUV}}) \approx 10^{-2}$. En insérant ce rapport dans l'Équation (3.10), on a :

$$I_{\text{FUV}} = 36 T_4^{-0.9} \text{ EM Rayleighs} , \quad (3.12)$$

ou
$$I_{\text{FUV}} = 8.74 \times 10^{-16} \text{ EM erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2} \text{ arcsec}^{-2}. \quad (3.13)$$

En sortie, le programme HIIphot fournit un masque utilisé pour la détermination du flux dans les trois bandes (NUV, FUV, W3) et une carte du fond local représentant, dans mon cas, l'émission diffuse. Celle-ci est évaluée dans un anneau d'une épaisseur de dix pixels. En entrée, on donne l'image de la raie H α seule, l'image du continuum et l'image de la raie + continuum. Ici, le continuum est considéré comme nul et l'image FUV remplace l'image de la raie H α . Le seuil du gradient de la brillance de surface utilisé est 1 EM pc⁻¹. L'image FUV est donnée en unités de mesure d'émission en multipliant l'image en CPS par 55. En effet, la brillance de surface ou intensité est liée au flux par

$$F = I \times \Omega = I \times \frac{S}{d^2} , \quad (3.14)$$

où Ω est l'angle sous-tendu par l'objet observé, situé à une distance d et qui fait une section S avec le plan du ciel. Chaque pixel a $4.85 \times d \times 1.375$ pc de côté (d est exprimée en Mpc). La relation précédente peut être réécrite sous la forme

$$F = 4.85^2 \times 1.375^2 I \times N_{\text{pix}} \quad (3.15)$$

où N_{pix} est le nombre de pixels couverts par l'objet sur le détecteur. La conversion de CPS à EM se fait en combinant les Équations 3.2, 3.3, 3.13 et 3.15. La pleine largeur à mi-hauteur maximale des amas détectés est fixée à 1 kpc. La Figure 3.3 représente une combinaison des données FUV (en bleu), W3 (en rouge) et la moyenne des deux cartes (vert) en une image composite. Les régions d'apparence bleue correspondent à des groupes d'étoiles brillantes essentiellement dans l'ultraviolet sans contrepartie en émission de la poussière. Il s'agit d'étoiles relativement jeunes ayant voyagé loin de leurs sites de formation ou ayant dispersé leur cocon de nuage moléculaire. Alternativement, il peut s'agir d'un ou de plusieurs amas jeunes dont l'environnement peu dense laisse échapper une partie du rayonnement ultraviolet. Par contre, les régions qui émettent principalement dans

l'infrarouge sont confinées à l'intérieur des bras spiraux et correspondent à des sites où une grande partie du rayonnement ultraviolet des jeunes étoiles est absorbée par la poussière et réémise dans l'infrarouge. L'émission dans les deux bandes FUV et W3 ne provient donc pas toujours des mêmes régions. On applique HIIPhot aux images FUV et FUV + W3 et on ne garde que les complexes communs dans les deux cas. La Figure 3.4 montre le résultat de cette procédure. On utilisera dans la suite les flux corrigés pour l'émission diffuse. Les complexes étudiés ont une taille typique (pleine largeur à mi-hauteur effective) de 5 pixels. Les complexes stellaires gardés représentent des proportions variées du nombre total des complexes stellaires trouvés dans le FUV : 15% - 50% selon la galaxie, 30% - 50% pour la plupart des galaxies.

3.3 Extinction

La présence de poussière affecte l'émission ultraviolette. La détermination de l'extinction dans ce domaine spectral est compliquée. La difficulté réside dans le fait qu'elle dépend non seulement de la quantité de poussière se trouvant sur la ligne de visée mais également de sa composition chimique et des propriétés physiques telles que la taille des grains de poussière et leur position relativement aux émetteurs, c'est-à-dire les étoiles ; la distribution des grains influe également sur le flux émergent de la région de formation stellaire (Witt & Gordon 2000; Granato et al. 2000; Burgarella et al. 2005).

Deux méthodes sont généralement utilisées aux fins d'estimation de l'atténuation dans ce domaine spectral. L'une (Calzetti et al. 1994; Meurer et al. 1999) se base sur la supposition que la pente spectrale dans l'ultraviolet ne varie qu'avec l'historique de formation stellaire et toute déviation par rapport à sa valeur intrinsèque est due à l'extinction par la poussière. L'autre indicateur de l'extinction de l'émission ultraviolette est le rapport de la luminosité infrarouge totale à la luminosité dans l'ultraviolet lointain ($L(\text{IR}) / L(\text{FUV})$) (Wang & Heckman 1996; Heckman et al. 1998; Meurer et al. 1999; Cortese et al. 2006, 2008). Elle repose sur l'hypothèse qu'une fraction du rayonnement des étoiles et du gaz est absorbée par la poussière qui se réchauffe et la réémet dans l'infrarouge.

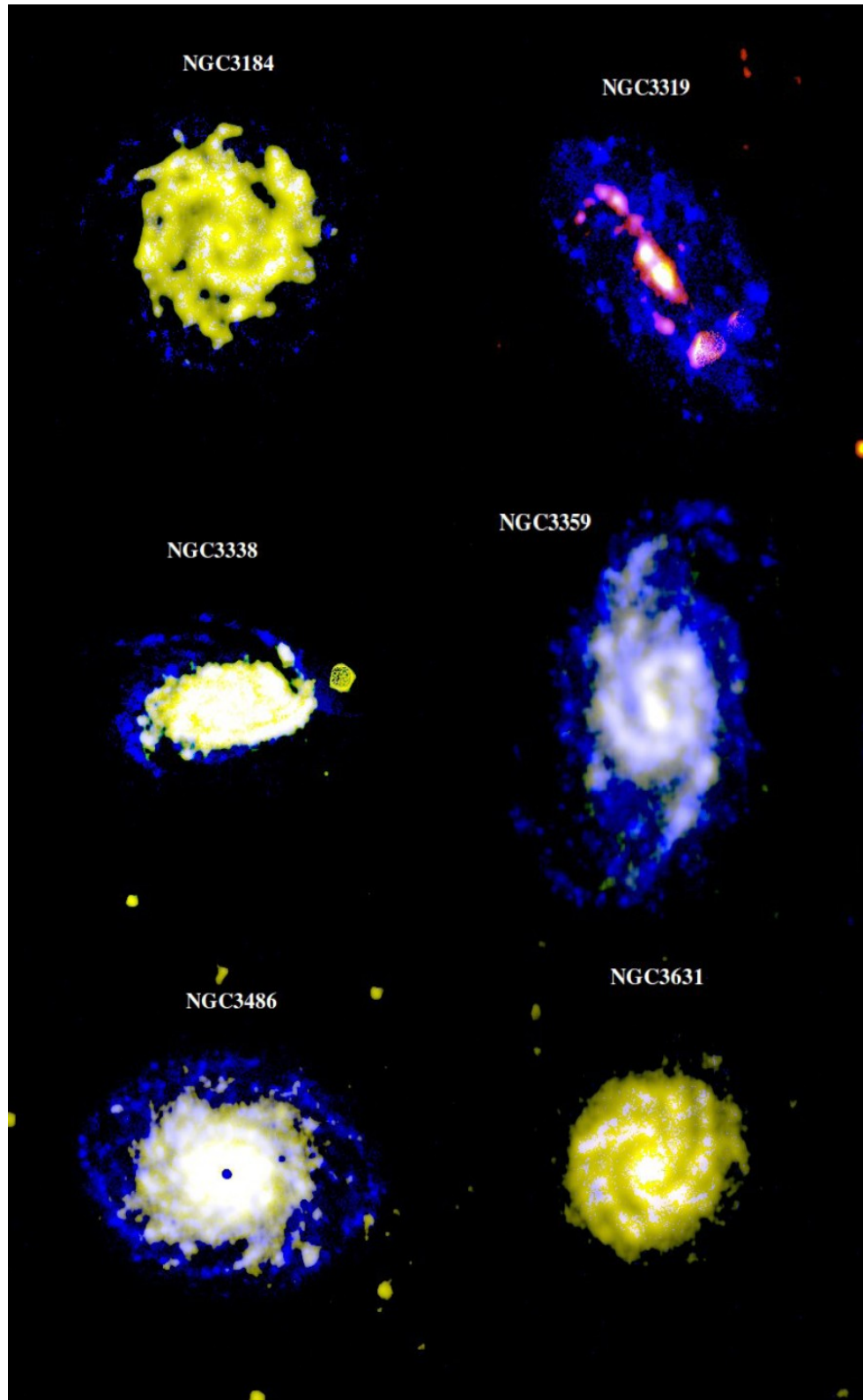


FIGURE 3.3 – Images composites (ultraviolet + infrarouge) des galaxies de l'échantillon. L'émission dans les différents filtres est associé à des couleurs différentes : FUV (bleu), W3 (rouge) et la moyenne des deux filtres (vert).

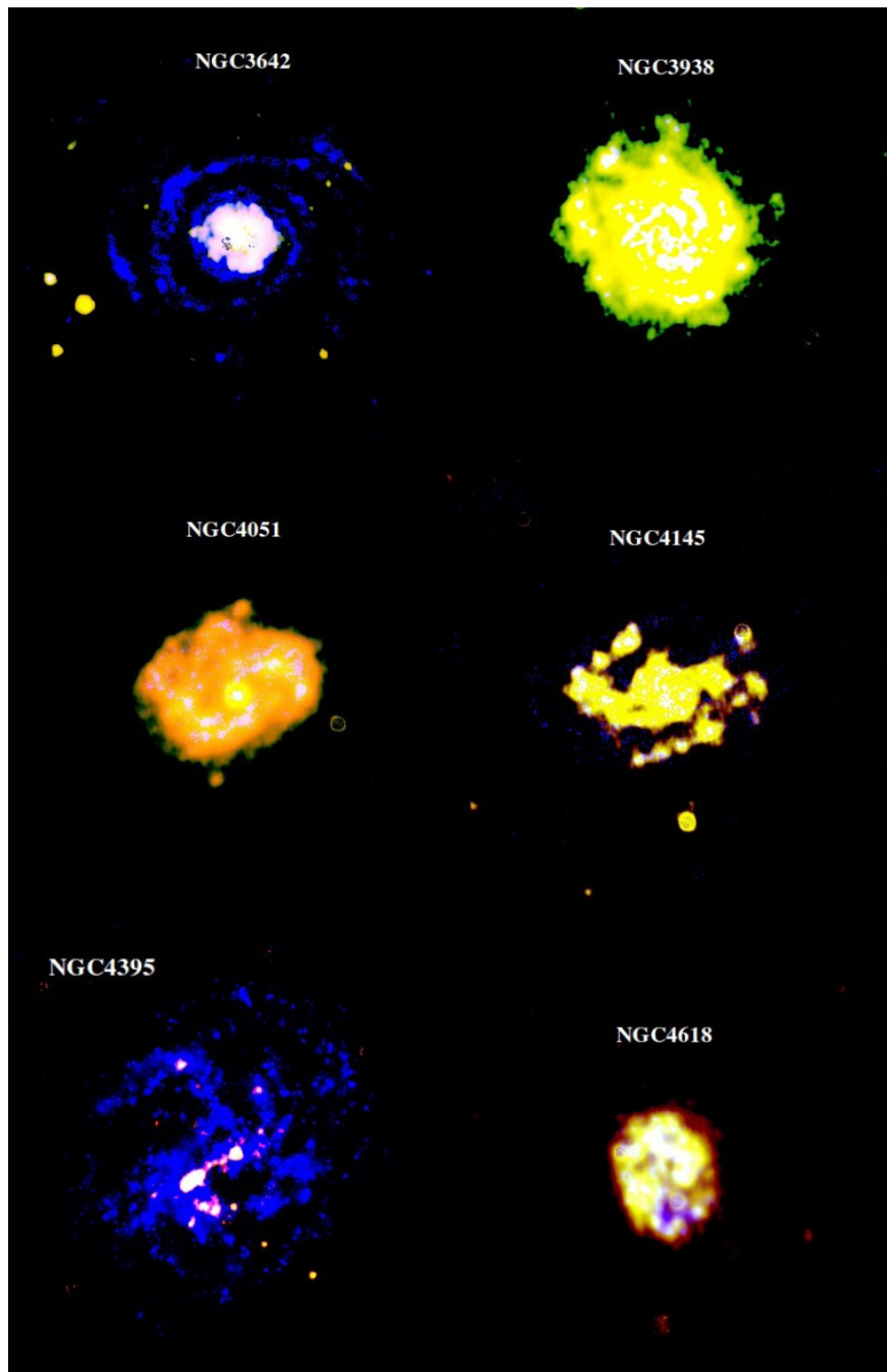


FIGURE 3.3 – Suite

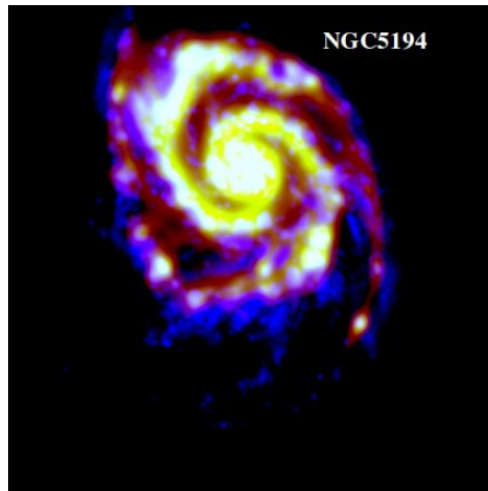


FIGURE 3.3 – Suite

La deuxième méthode est la plus pratique ici parce qu'elle est presque indépendante de la distribution de la poussière par rapport aux émetteurs ou de la loi d'extinction considérée pour des galaxies avec une formation stellaire active (Buat & Xu 1996; Gordon et al. 2000; Cortese et al. 2008). Cependant, elle dépend de l'âge de la population stellaire chauffant le gaz du fait que les étoiles vieilles contribuent significativement à l'échauffement de la poussière dans des systèmes qui ont un faible taux de formation stellaire. On appliquera cette méthode à l'échelle des sources UV détectées par le programme HIIphot.

Cortese et al. (2008) ont étudié la dépendance du rapport $L(\text{IR})/L(\text{FUV})$ sur l'âge moyen des populations stellaires. Pour estimer la contribution du rayonnement de la population stellaire vieille, ils obtiennent un ensemble de formules empiriques liant l'extinction à la couleur $\text{FUV} - \text{H}$ observée. Muñoz-Mateos et al. (2009a) supposent que $\text{H} - 3.6 \mu\text{m} \approx 1.03$ est la couleur typique des galaxies spirales normales. On appliquera donc la recette de Cortese et al. (2008) afin d'évaluer l'extinction dans l'ultraviolet et en utilisant les données W1 ($\text{H} - \text{W1} \approx 1.03$).

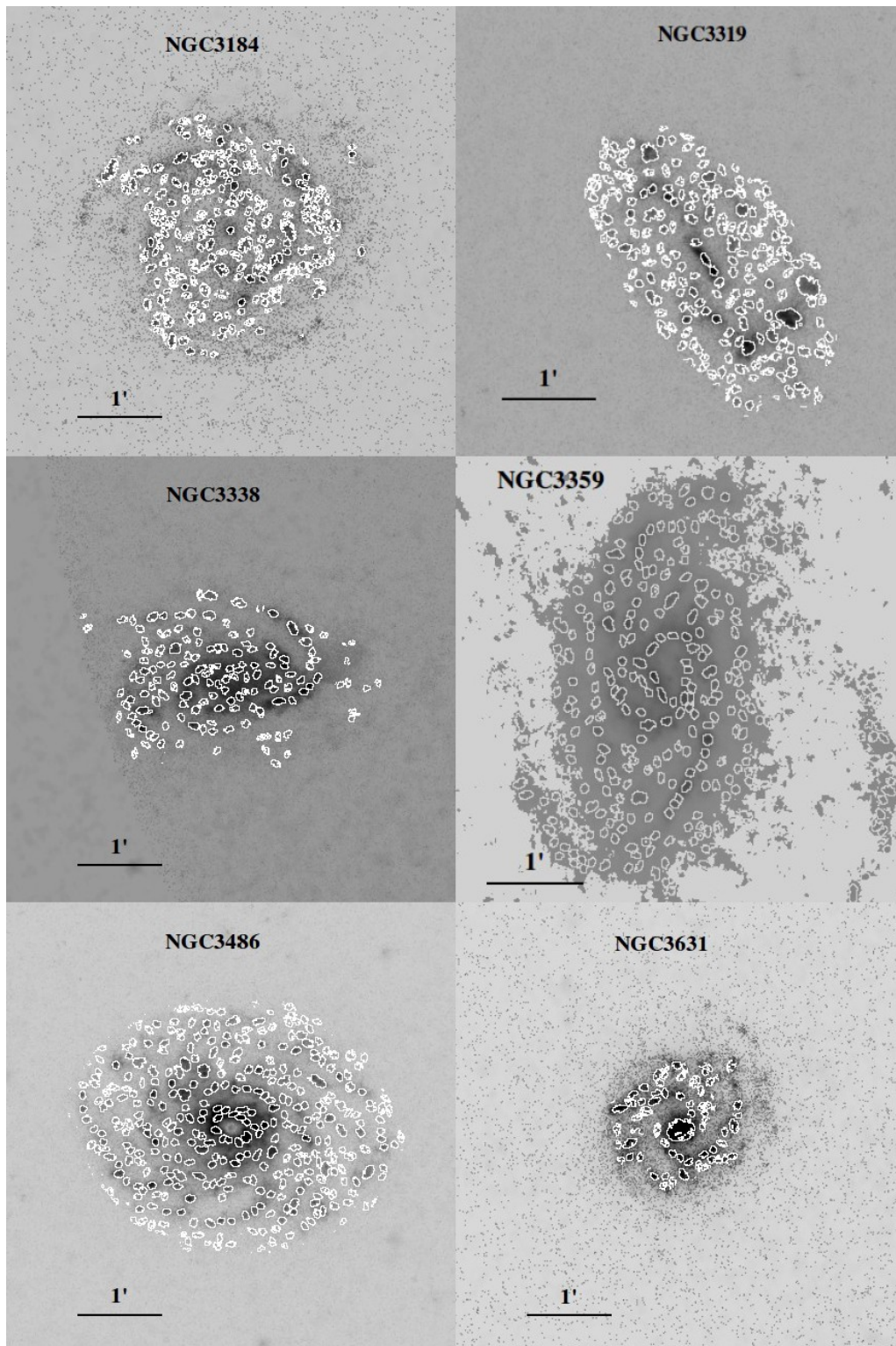


FIGURE 3.4 – Complexes stellaires détectés par HIphot dans les cartes d'intensités FUV+W3 et FUV superposés à l'image FUV.

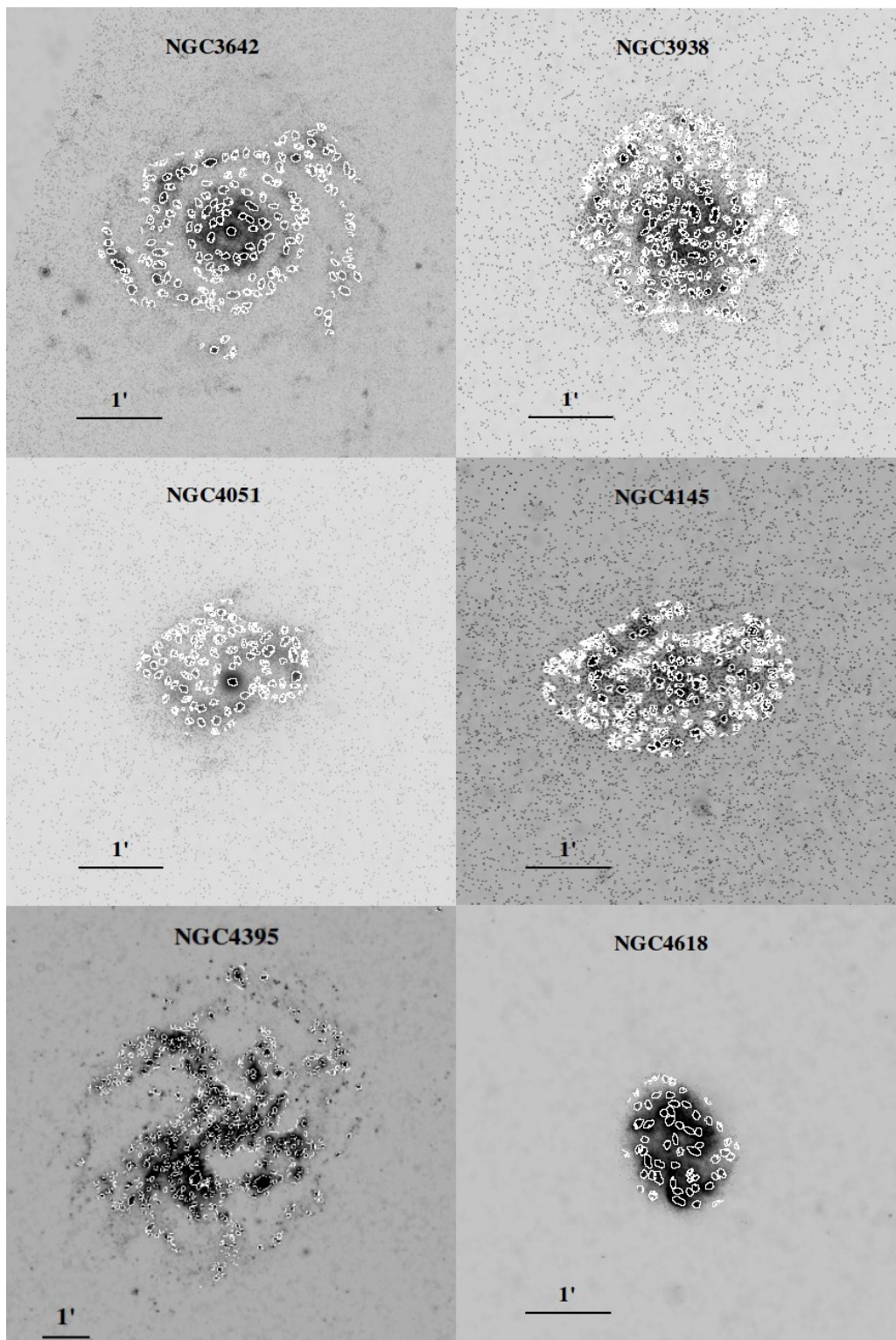


FIGURE 3.4 – Suite

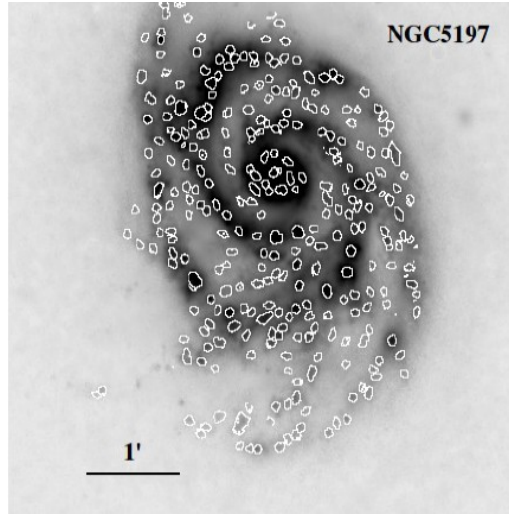


FIGURE 3.4 – Suite

La luminosité totale infrarouge (8 - 1000 μm) est proportionnelle à la luminosité dans la bande W3 (Goto et al. 2011) :

$$L(\text{IR}) = 18 (\nu \times L_{\nu, \text{W3}})^{0.96} \quad (3.16)$$

où L_{ν} est en $L_{\odot}$. La valeur de la luminosité solaire étant de $1 L_{\odot} = 3.84 \times 10^{33} \text{ erg s}^{-1}$, dans les unités cgs, l'Équation (3.14) peut être réécrite comme :

$$L(\text{IR}) = 397 \times (\nu \times L_{\nu, \text{W3}})^{0.96}. \quad (3.17)$$

L'extinction est estimée par la formule :

$$A(\text{FUV}) = a_1 + a_2 x + a_3 x^2 + a_4 x^3 + a_5 x^4, \quad (3.18)$$

où $x = \log(L(\text{IR})/L(\text{FUV}))$ et les coefficients correspondants à différents intervalles de couleur FUV – H sont donnés dans le Tableau 3.2.

La Figure 3.5 montre les variations de l'extinction en fonction de la distance galactocentrique des complexes stellaires dans les galaxies hôtes. Le code de couleur est le même que celui utilisé au chapitre précédent. Il y a des variations importantes dans le disque et la région externe ($0 \leq A(\text{FUV}) \leq 3 \text{ mag}$). En effet, certaines sources situées dans le disque interne ou dans la région périphérique sont plus atténuées que les sources qui se trouvent dans la région centrale (jusqu'à $A(\text{FUV}) \approx 2.5 \text{ mag}$). D'autre part, l'émission W3 qui trace le contenu en poussière décroît avec la distance radiale. Les variations des valeurs de l'extinction à un rayon donné sont alors plus grandes selon l'éloignement au centre de la galaxie. Nous remarquons que, de manière générale, la valeur moyenne de $A(\text{FUV})$ décroît avec la distance au centre de la galaxie (la probabilité p d'avoir une pente nulle est faible). Il existe un gradient d'extinction. Boissier et al. (2007) observent la même tendance pour des galaxies tardives à partir de données IRAS (infrarouge) et GALEX et suggèrent que la décroissance en extinction est liée au gradient de métallicité observé dans les galaxies spirales ; Heckman et al. (1998), en se basant sur des données spectroscopiques IUE (ultraviolet), ont également montré que l'extinction dans l'ultraviolet et la métallicité sont corrélées pour des galaxies à sursaut de formation stellaire.

La Figure 3.6 compare les gradients d'extinction des galaxies selon leurs propriétés. Le gradient d'extinction est plus plat pour les galaxies de l'échantillon qui sont barrées (NGC3319, NGC3359 et NGC4618) ou qui ont une activité nucléaire (NGC3486, NGC3642, NGC4051, NGC4395, NGC5194). La branche rouge de ces galaxies a une forme particulière dans les diagrammes couleur-magnitude μ_{NUV} vs $\text{FUV} - \text{NUV}$; le fait que la branche rouge soit tournée vers la gauche est probablement une signature de la présence d'une barre ou d'une activité nucléaire dans la galaxie.

Tableau 3.2 – Coefficients pour la relation A(FUV) vs L(IR)/L(FUV)

a₁	a₂	a₃	a₄	a₅	FUV – H
0.02025	0.06107	0.07212	0.10588	– 0.01517	10.5
0.02355	0.06934	0.08725	0.10339	– 0.01526	10.0
0.03404	0.09645	0.12452	0.09679	– 0.01548	9.6
0.05822	0.15524	0.17801	0.08664	– 0.01593	9.2
0.09944	0.24160	0.23161	0.07580	– 0.01671	8.8
0.15293	0.33799	0.27713	0.06638	– 0.01792	8.4
0.20982	0.42980	0.31431	0.05909	– 0.01957	8.1
0.26302	0.51013	0.34522	0.05377	– 0.02164	7.8
0.30899	0.57732	0.37157	0.05000	– 0.02399	7.5
0.34695	0.63224	0.39438	0.04739	– 0.02650	7.2
0.37760	0.67674	0.41420	0.04555	– 0.02900	6.9
0.40210	0.71212	0.43139	0.04426	– 0.03140	6.6
0.42168	0.74191	0.44624	0.04332	– 0.03362	6.3
0.45013	0.78536	0.47009	0.04210	– 0.03745	5.8
0.46909	0.81520	0.48787	0.04138	– 0.04050	5.4
0.48223	0.83642	0.50127	0.04092	– 0.04288	5.0
0.49167	0.852011	0.51152	0.04060	– 0.04475	4.6
0.49867	0.86377	0.51952	0.04038	– 0.04624	4.2
0.50994	0.88311	0.53315	0.04004	– 0.04883	< 4.0

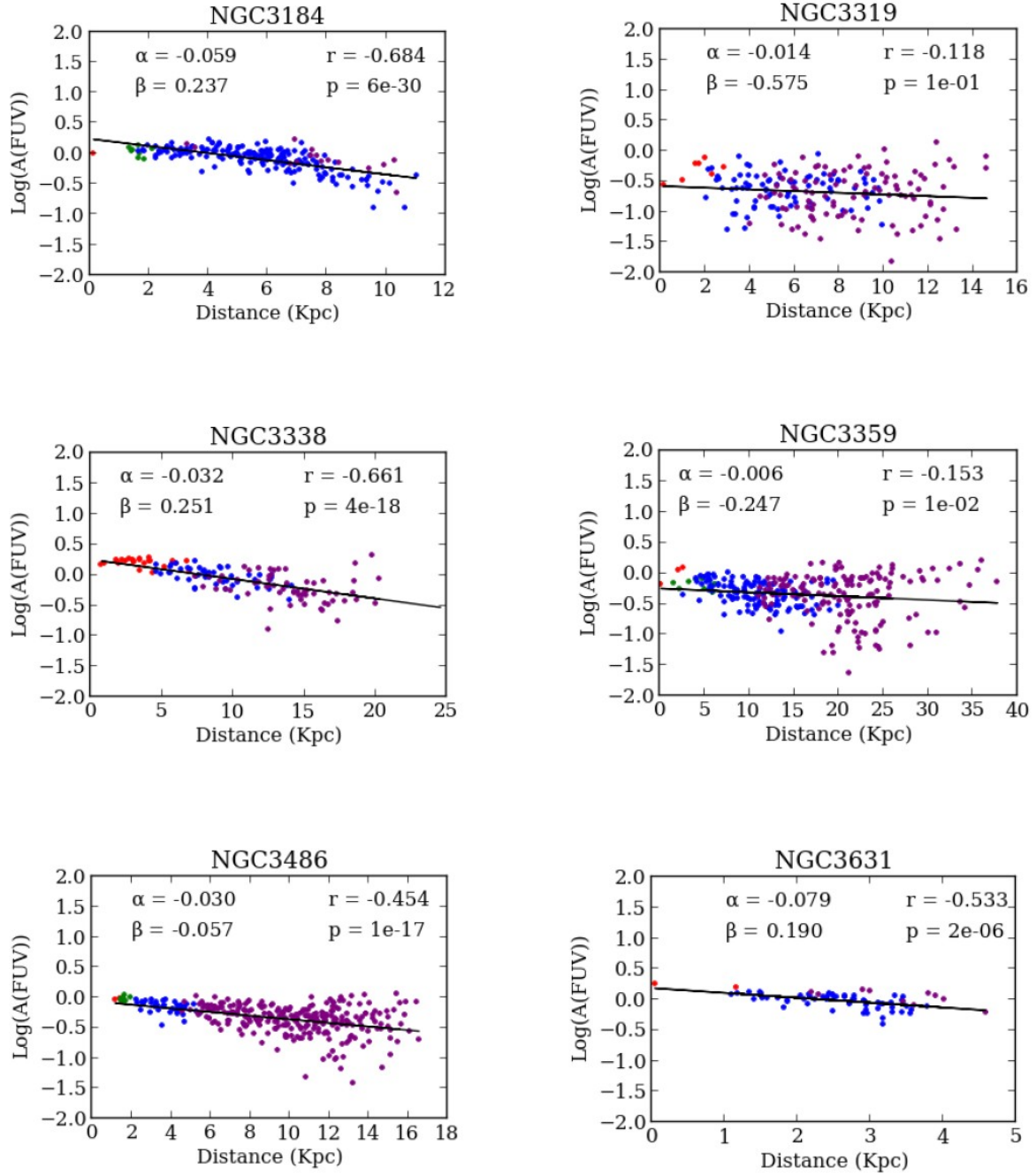


FIGURE 3.5 – Extinction en fonction de la distance galactocentrique. *Les points rouges, verts, bleus, violets correspondent aux complexes stellaires détectés par HIIphot dans le centre, l'anneau, le disque interne, le disque externe des galaxies respectivement. Tel que décrit dans la figure, la droite représente la régression linéaire dont la pente α et la valeur à l'origine β sont donnés dans chaque graphe. Les valeurs du coefficient de corrélation r ainsi que la probabilité p que la pente soit nulle sont également donnés dans chaque graphe.*

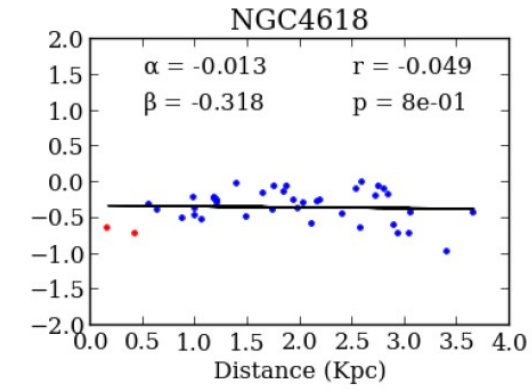
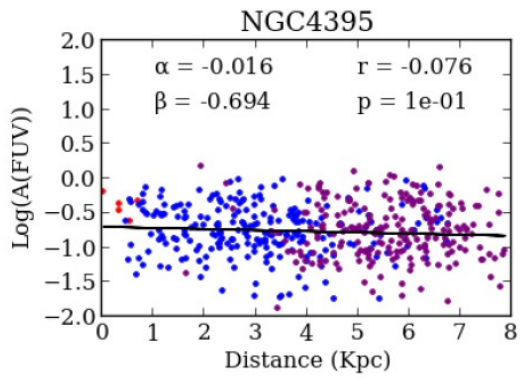
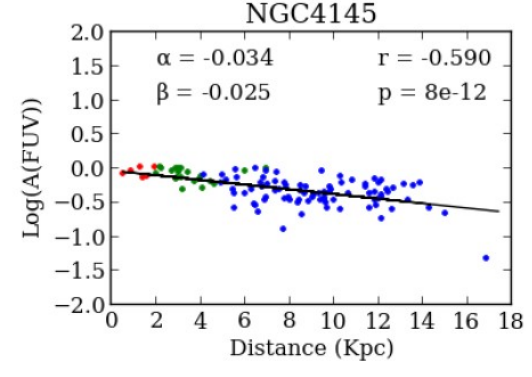
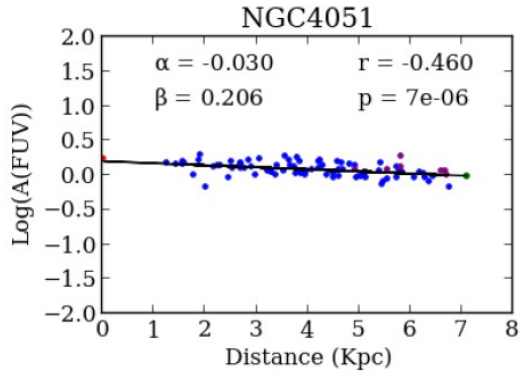
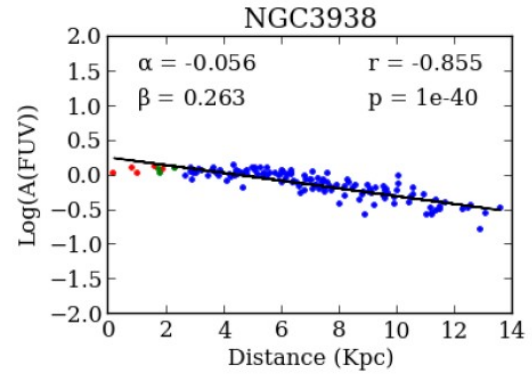
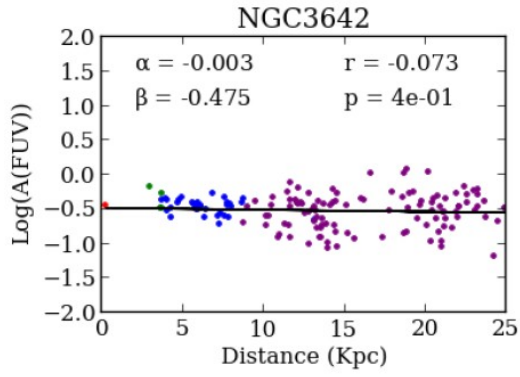


FIGURE 3.5 – Suite

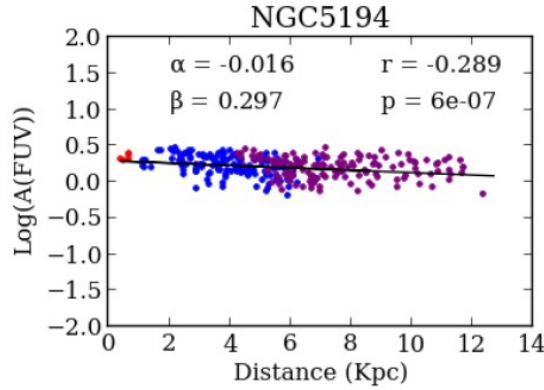


FIGURE 3.5 – Suite

3.4 Âge

Comme on l'a vu au chapitre précédent (Figure 2.12), la couleur FUV – NUV intrinsèque d'une population stellaire simple est très sensible à l'âge. Pour pouvoir mesurer l'âge, il faut préalablement tenir compte de l'extinction et de la métallicité qui affectent de la même manière cette couleur. L'âge peut ensuite être déduit en comparant la couleur du complexe stellaire à celle d'un modèle de population stellaire. Les données dont nous disposons ne nous permettent pas d'obtenir la métallicité. On considère une même métallicité pour tous les groupes stellaires malgré l'existence évidente d'un gradient de métallicité. Les estimées d'âges ne sont par conséquent qu'approximatives mais les conclusions de l'étude comparative des complexes stellaires devraient être correctes. En effet, la plupart des complexes stellaires sont assez jeunes : on considère que l'effet du gradient de métallicité est minime. L'extinction peut être estimée en fonction de l'excès de couleur $IRX \equiv \log(L(IR)/L(FUV))$. Hao et al. (2011) utilisent une relation de la forme :

$$A(FUV) = 2.5 \log_{10}(1 + a_{FUV} 10^{IRX}), \quad (3.19)$$

où a_{FUV} est une constante dépendant de l'historique de la formation stellaire et de la courbe d'extinction considérée.

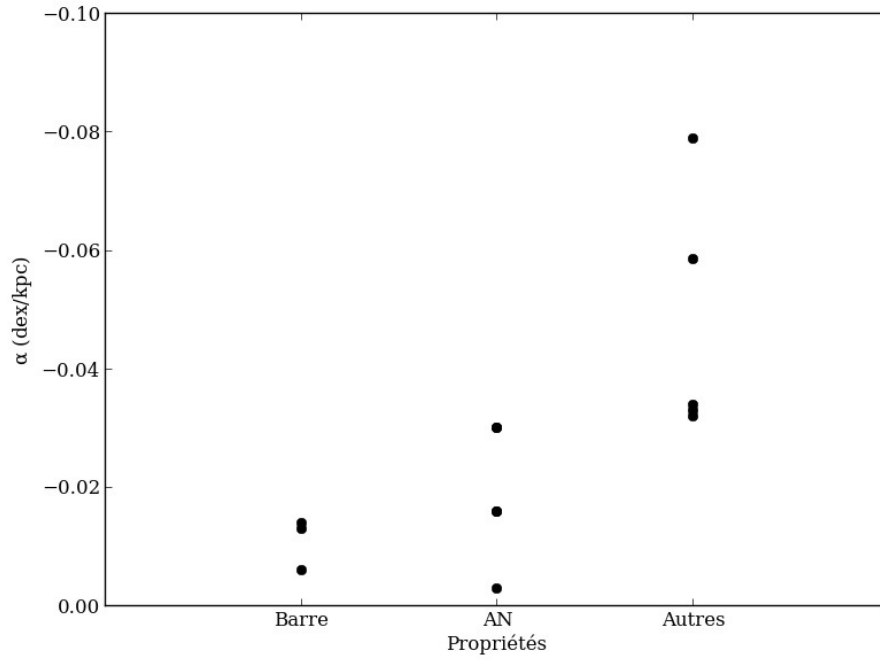


Figure 3.6 – Gradients d'extinction en fonction des propriétés des galaxies de l'échantillon. *Barre : SB; AN : activité nucléaire; Autres : le reste des galaxies de l'échantillon. La présence d'une barre ou d'une activité nucléaire correspond à des gradients faibles.*

Takeuchi et al. (2012) étudient des galaxies à sursaut de formation stellaire et calibrent cette constante à $\log(a_{FUV}) = -0.22$. L'extinction est aussi une fonction de la couleur $FUV - NUV$:

$$A(FUV) = \frac{k_{FUV}}{k_{FUV} - k_{NUV}} [(FUV - NUV)_{obs} - (FUV - NUV)_{int}], \quad (3.20)$$

où $k_{FUV} = (A(FUV)/E(B - V))$ et $k_{NUV} = (A(NUV)/E(B - V))$; $(FUV - NUV)_{obs}$ et $(FUV - NUV)_{int}$ sont les couleurs observées et intrinsèques.

La couleur est un proxy de la pente spectrale (Kong et al. 2004) définie comme :

$$\beta = \frac{\log_{10}[L_{\lambda}(\text{FUV})/L_{\lambda}(\text{NUV})]}{\log_{10}(\lambda_{\text{FUV}}/\lambda_{\text{NUV}})} = 2.2(\text{FUV} - \text{NUV}) - 1.804. \quad (3.21)$$

Les Équations 3.19 et 3.20 peuvent alors s'écrire :

$$\text{IRX} = \log_{10}[10^{0.4 k_{\text{FUV}} E(\text{B}-\text{V})} - 1] + \log_{10} a_{\text{FUV}}, \quad (3.22)$$

$$\log_{10}\left(\frac{L_{\lambda}(\text{FUV})}{L_{\lambda}(\text{NUV})}\right)_{\text{obs}} = \log_{10}\left(\frac{L_{\lambda}(\text{FUV})}{L_{\lambda}(\text{NUV})}\right)_{\text{int}} - 0.4 \times k_{\text{FUV}} \times E(\text{B} - \text{V}) \quad (3.23)$$

On considère que les sources dominantes de l'émission UV peuvent être modélisées par des sursauts instantanés de formation stellaire (starbursts). La Figure 3.7 montre la relation entre l'excès de couleur IRX et la couleur $\log_{10}[L_{\lambda}(\text{FUV})/L_{\lambda}(\text{NUV})]$ pour un sursaut instantané âgé de 12 Ma, de métallicité solaire ($Z = 0.02$), avec une fonction de masse initiale de Kroupa (exposants 1.3 et 2.3 pour les intervalles de masse 0.1 - 0.5 $M_{\odot}$ et 0.5 - 100 $M_{\odot}$ respectivement) et pour différentes lois d'extinction : Starbursts (Calzetti et al. 1994, 2000), Grand et Petit nuages de Magellan (GNM et PNM ; Gordon et al. 2003) et Voie lactée (VL ; Cardelli et al. 1989). Les modèles sont générés pour des valeurs $E(\text{B} - \text{V})$ comprises entre 0.001 et 0.6. Pour illustration, on indique les valeurs de l'excès de couleur IRX et de la couleur correspondant à $E(\text{B} - \text{V}) = 0.01, 0.11, 0.21, 0.31$ et 0.41, pour NGC3184. Les luminosités sont obtenus en convoluant les modèles de spectres générés par le code de synthèse de population stellaire Starburst99 (Leitherer et al. 1999) avec les courbes de transmission des filtres GALEX.

L'allure particulière du modèle atténué par la loi de la VL résulte des caractéristiques des filtres GALEX : le filtre NUV de GALEX est centré sur la bosse présente à 2200 Å dans la courbe d'extinction de cette loi. L'extinction dans la bande NUV est alors plus grande que l'extinction dans la bande FUV. Les complexes stellaires détectés dans le disque externe des galaxies sont comparables à ce modèle.

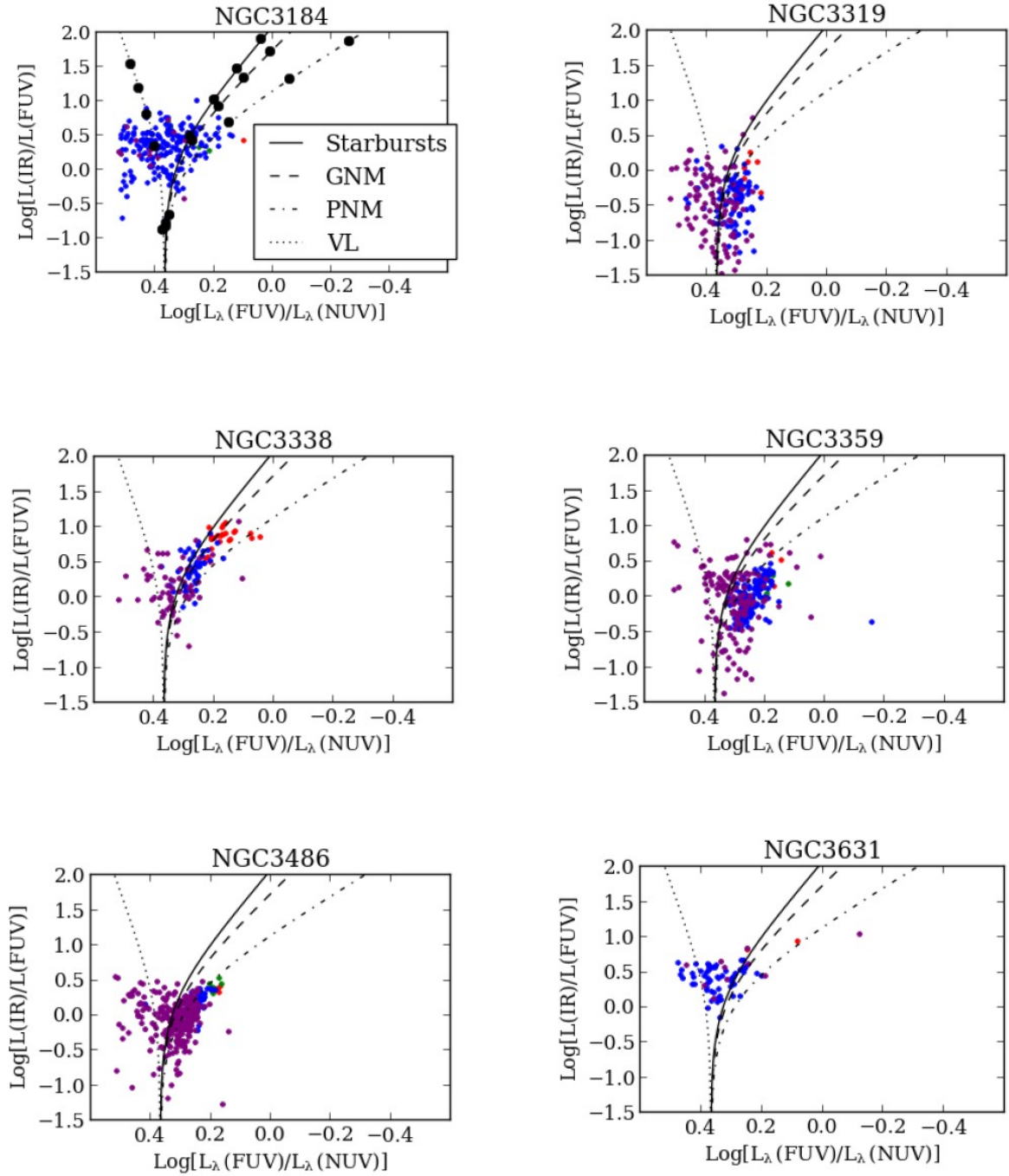


FIGURE 3.7 – Extinction, exprimée comme le rapport des luminosités $L(\text{IR})$ et $L(\text{FUV})$, en fonction de la couleur ultraviolette observée. Les lignes représentent un starburst de 12 Ma avec des valeurs d'extinction (IRX) croissantes obtenues en considérant différentes loi d'extinction : Starbursts (trait plein), GNM (tirets), PNM (tirets alternés de points), VL (pointillés). Pour NGC3184, on porte sur les courbes les valeurs de IRX et de la couleur correspondant à $E(B - V) = 0.01, 0.11, 0.21, 0.31, 0.41$ respectivement (valeurs croissantes de IRX).

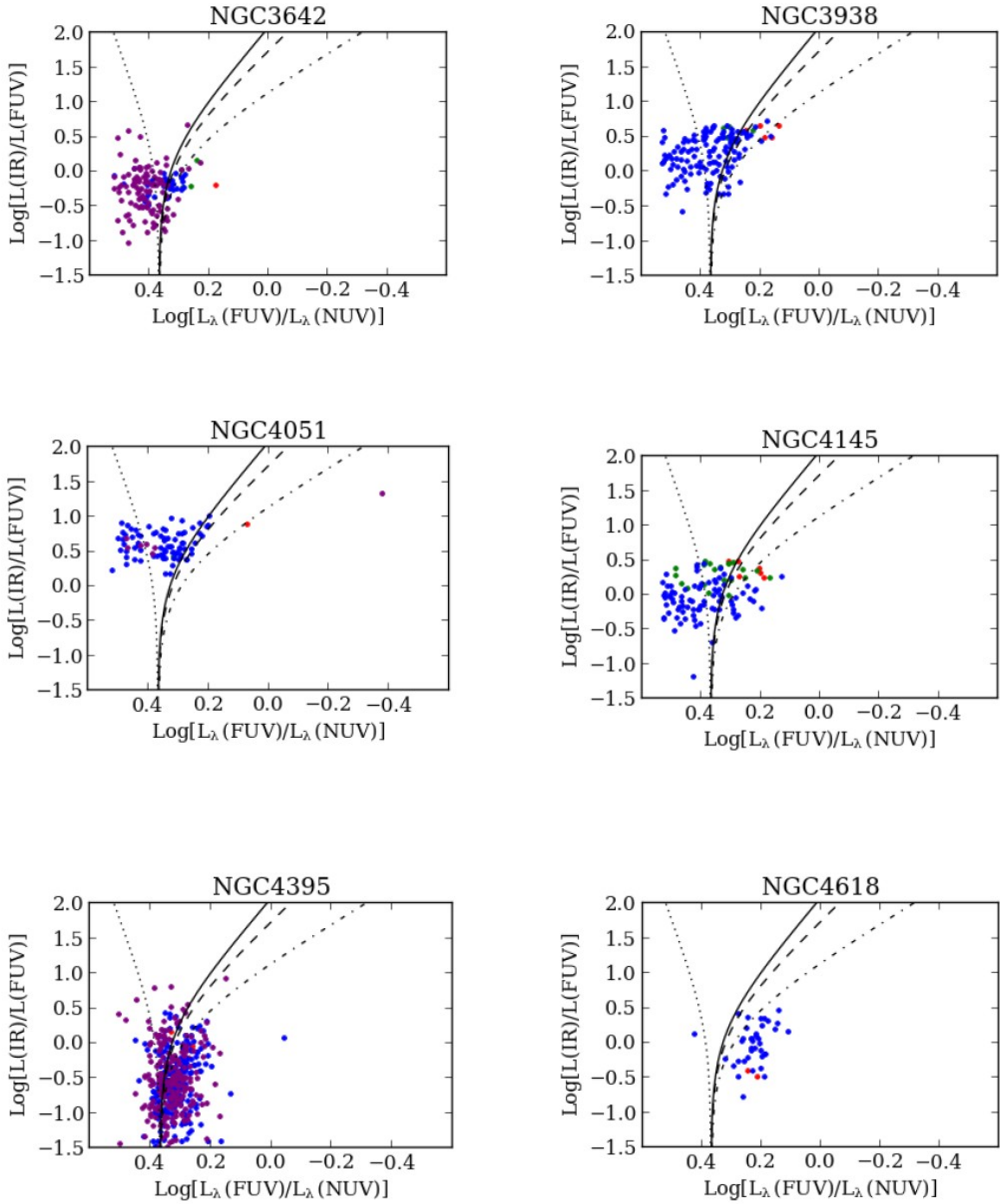


FIGURE 3.7 – Suite

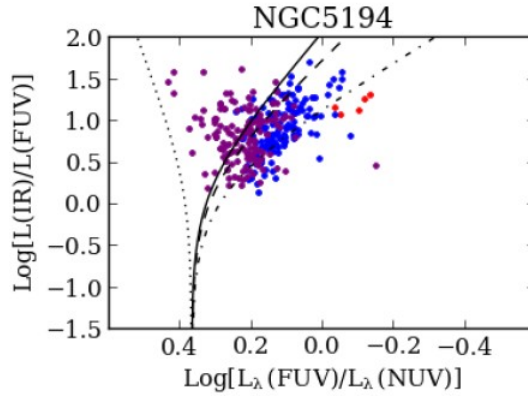


FIGURE 3.7 – Suite

En effet, la plupart restent bleus malgré les fortes valeurs d'extinction qui leur sont associées. Il en est de même de certains complexes stellaires dans le disque (ex : NGC3184, NGC3938) même si la tendance générale est un rougissement de la couleur pour une augmentation de l'extinction observée également pour les groupes détectés dans l'anneau et le centre.

La plupart des données sont situées dans la zone commune aux modèles. La loi d'extinction peut varier en raison du changement de l'environnement. Pour une valeur donnée de IRX, la dispersion en couleur est trop importante pour ne résulter que de la variation des lois d'extinction. La Figure 3.8 illustre l'effet de la variation de l'âge dans le diagramme IRX vs $\log_{10}[L_{\lambda}(\text{FUV})/L_{\lambda}(\text{NUV})]$ pour des sursauts instantanés avec une loi d'extinction des starbursts (Calzetti et al. 1994). La dispersion est essentiellement due à la variation de l'âge des données ; la variation de la loi d'extinction est un paramètre secondaire.

On observe un gradient en âges : les complexes stellaires dans la région périphérique sont globalement moins évolués que ceux du disque et ceux dans la partie centrale et dans l'anneau sont les plus vieux en général.

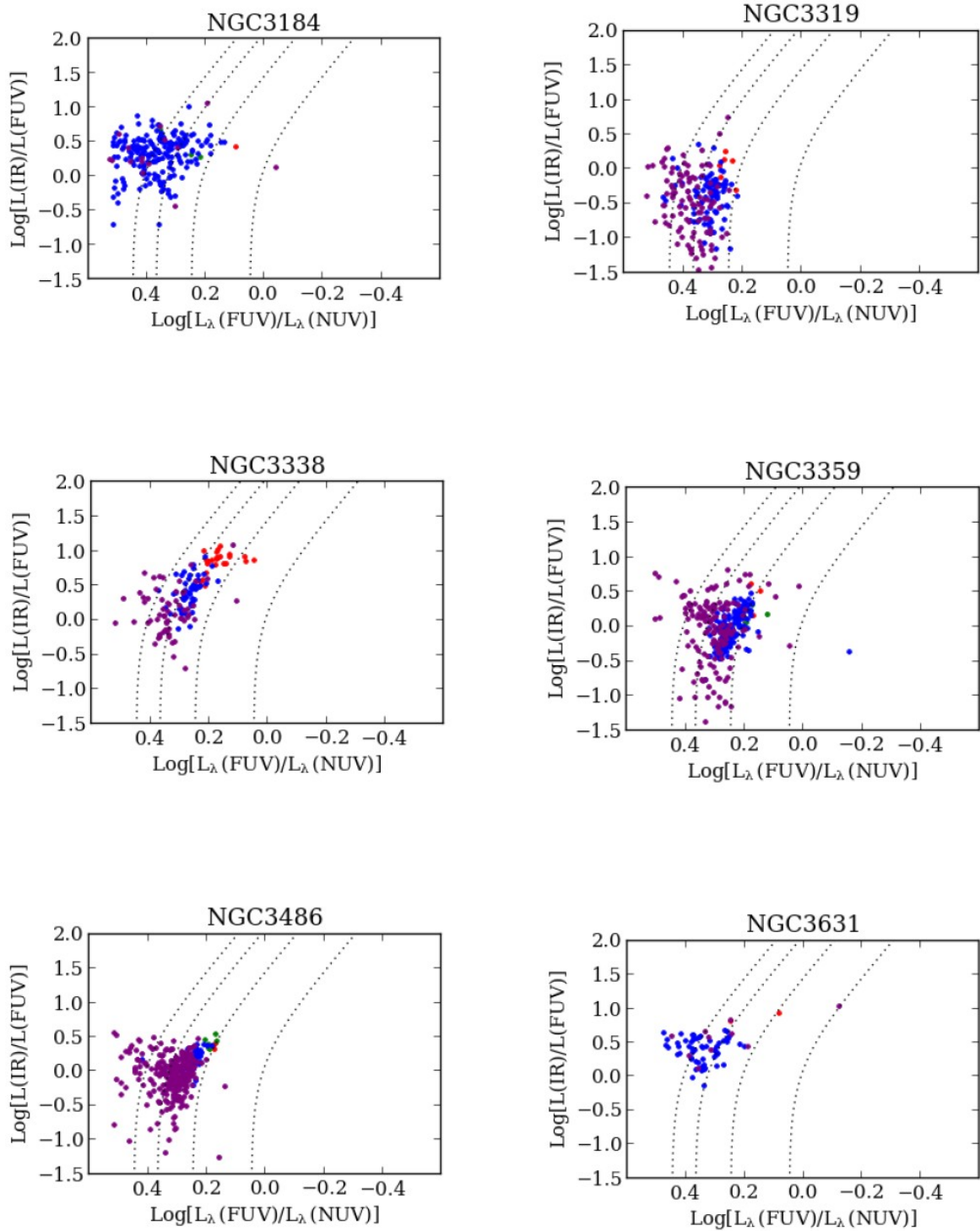


FIGURE 3.8 – Effet de la variation de l'âge dans le diagramme extinction vs couleur. De gauche vers la droite, les courbes en pointillés représentent des sursauts instantanés de 2, 12, 100 et 300 Ma respectivement atténués avec la loi des starbursts. Les valeurs $E(B - V)$ utilisées sont les mêmes que celles utilisées pour la Figure 3.7.

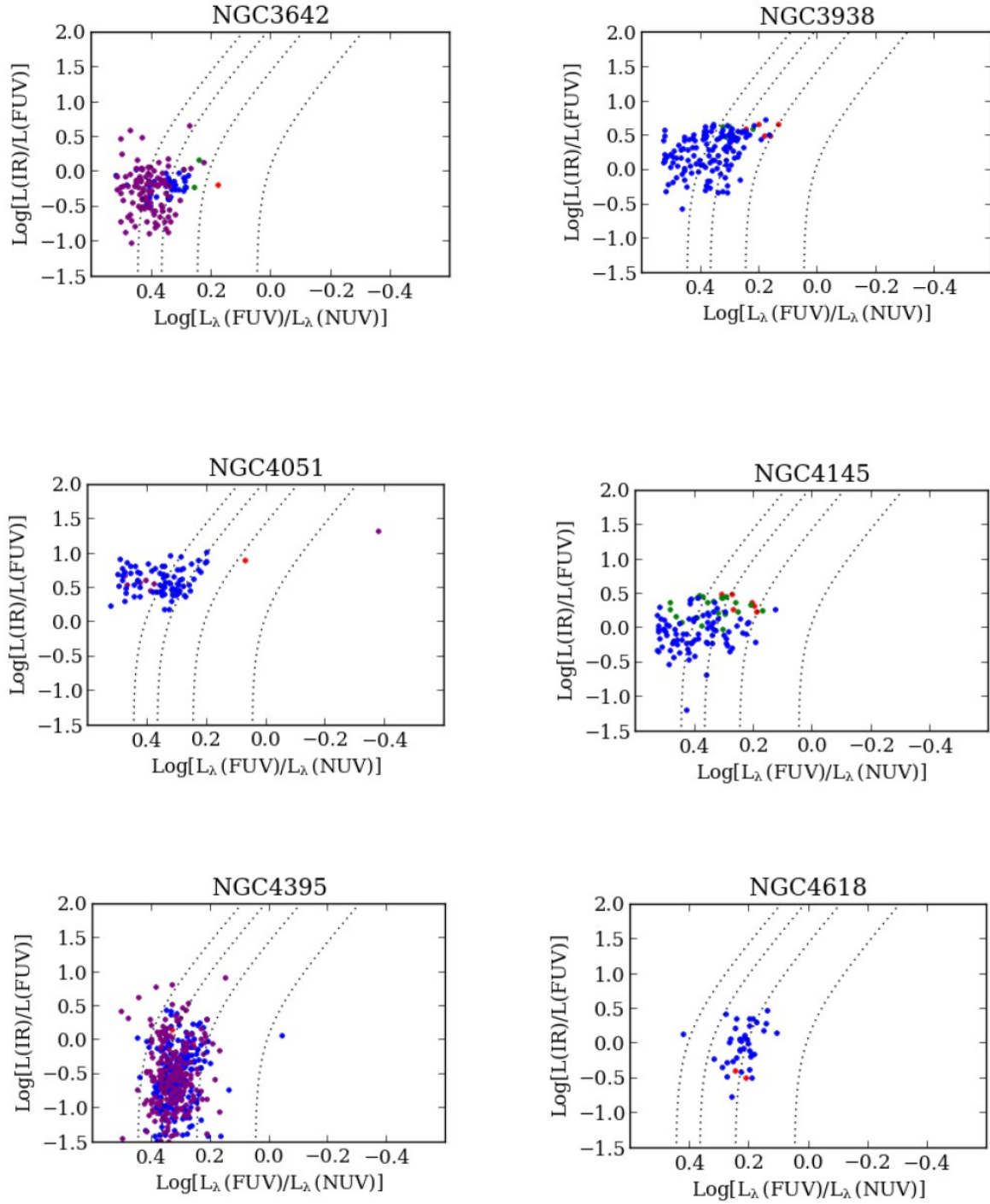


FIGURE 3.8 – Suite

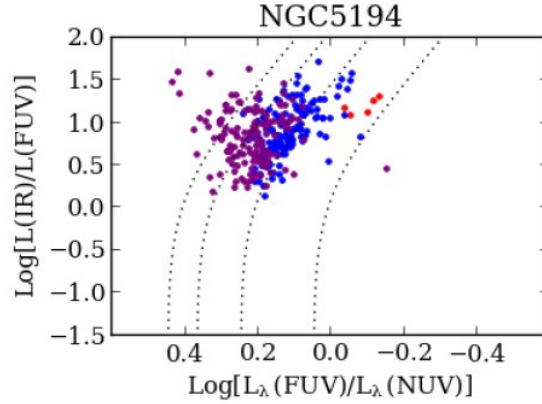


FIGURE 3.8 – Suite

Les galaxies tardives (NGC4145, NGC4395 et NGC4618) font toutefois exception : les groupes stellaires des différentes structures occupent la même région du diagramme IRX vs $\log_{10}[L_{\lambda}(\text{FUV})/L_{\lambda}(\text{NUV})]$.

Cependant, le recouvrement entre les points bleus et les points violets dans la Figure 3.8 est important : c'est-à-dire que la plupart des complexes stellaires dans le disque externe sont comparables à ceux du disque interne. Des simulations numériques à haute résolution en masse d'évolution de galaxies spirales barrées (Debattista et al. 2006) et non barrées (Roškar et al. 2008) montrent que la barre ou la résonance avec les bras spiraux transfèrent du moment angulaire aux étoiles situées près du rayon de corotation dans le disque. Celles-ci peuvent alors s'éloigner sur des distances considérables de leur positions initiales tout en gardant des orbites elliptiques. Ceci peut expliquer le fait que la plupart des complexes dans le disque externe sont semblables à ceux du disque interne.

La couleur FUV – NUV des complexes stellaires est influencée par les effets combinés de la variation de l'extinction et de l'âge des jeunes populations stellaires. La couleur varie aussi avec le changement de la loi d'extinction (position des grains de poussière et des étoiles) mais son effet est négligeable comparativement aux deux autres propriétés. On

observe un gradient de l'extinction dans toutes les galaxies étudiées. Il est d'autant plus plat que la galaxie possède une barre ou un noyau actif. Il existe aussi un gradient d'âge pour toutes ces galaxies spirales, exception faite pour les galaxies tardives.

Chapitre 4

Conclusions

J'ai analysé les données GALEX et WISE d'un échantillon représentatif des galaxies ciblées par le projet SIGNALS au moyen de diagrammes magnitude-magnitude et couleur-magnitude pixel à pixel dans le but de caractériser leur structure morphologique et leurs populations stellaires. Les pixels se regroupent en branches distinctes qui correspondent spatialement aux composantes structurales des galaxies spirales. Les branches couvrent de larges intervalles de brillances de surface dans l'ultraviolet tandis qu'elles occupent des bandes étroites de brillances de surface dans l'infrarouge proche. La variation de la brillance de surface dans la bande W1 joue un rôle important dans la structuration des galaxies. L'étude des profils de brillance de surface des galaxies confirme cette hypothèse. En effet, les profils présentent des discontinuités à des rayons qui coïncident aux limites radiales des structures déterminées par la méthode des diagrammes. La brillance de surface limite de la branche représentant le bulbe est corrélé au type et à la masse stellaire des galaxies : la limite est d'autant plus brillante que la galaxie est massive et donc de type précoce. De même, la brillance de surface limite du disque interne varie linéairement avec la brillance de surface moyenne à l'isophote $\mu = 25 \text{ mag arcsec}^{-2}$ dans la bande B.

Les diagrammes couleur-magnitude nous renseignent sur le contenu en étoiles et en poussière des galaxies. Les branches des diagrammes couleur-magnitude sont étirées dans la même direction que le vecteur rougissement. L'extinction par la poussière n'influence donc pas la répartition en groupes des pixels observée dans les diagrammes. Le parallélisme entre la direction d'étirement des groupes de pixels et le vecteur rougissement implique aussi qu'au sein d'une branche, les pixels occupent des positions en fonction de l'extinction

des complexes stellaires qu'ils contiennent.

La couleur NUV – W1 est liée à la proportion des populations stellaires jeunes par rapport aux populations stellaires vieilles. Le bleuissement de la couleur lorsqu'on s'éloigne du centre suggère que le rapport entre les formations stellaires récentes et passées est une fonction croissante de la distance galactocentrique.

La couleur FUV – NUV est sensible à l'âge des complexes stellaires jeunes et est affectée par l'extinction. Nous avons identifié un gradient d'extinction. Le gradient est plat pour les galaxies qui ont une barre ou une activité nucléaire. L'orientation de la branche correspondant au bulbe de ces galaxies suggère un bleuissement de la couleur FUV – NUV pour les pixels du centre. Le diagramme couleur-magnitude pourrait donc servir à déterminer si une galaxie possède une barre ou la présence d'une activité nucléaire. On observe également un gradient d'âge pour les galaxies de l'échantillon exception faite des galaxies de type tardif. En effet, les complexes stellaires sont plus jeunes lorsqu'on s'éloigne du centre sauf pour les galaxies de type Sd et Sm où l'âge semble indépendant de la structure considérée. Toutefois, la plupart des complexes stellaires du disque externe ont des âges comparables à ceux des complexes stellaires qui se trouvent dans le disque interne. Ce phénomène pourrait être expliqué par la migration radiale des étoiles provoquée par la barre ou les bras spiraux. Le bleuissement et la dispersion de la couleur FUV – NUV dans les diagrammes couleur-magnitude résulte donc des effets combinés de l'âge et de l'extinction.

Les valeurs de l'âge et de l'extinction déduites au chapitre précédent ne sont pas absolues car on a négligé l'effet de la métallicité mais elles permettent d'obtenir une image générale de la variation de ces propriétés dans une galaxie spirale. Des données spectrophotométriques (couvrant intégralement le champ d'une galaxie) donneraient des valeurs plus précises. La mesure des abondances et des gradients permettrait de mieux cerner le lien avec le type morphologique des galaxies ainsi que le rôle des composantes structurales et/ou de l'environnement dans l'évolution des galaxies. Telle sera la mission prochaine du projet SIGNALS.

Bibliographie

- Bacon, R., Copin, Y., Monnet, G., Miller, B. W., Allington-Smith, J. R., Bureau, M., Carollo, C. M., et al. 2001, MNRAS, 326, 23
- Bianchi, L. 2011, Ap&SS, 335, 51
- Blanc, G. A., Weinzirl, T., Song, M., Heiderman, A., Gebhardt, K., Jogee, S., Evans, N. J. II, et al. 2013, AJ, 145, 138
- Boissier, S., Gil de Paz, A., Boselli, A., Madore, B. F., Buat, V., Cortese, L., Burgarella, D., et al. 2007, ApJS, 173, 524
- Bose, S., & Kumar, B. 2014, ApJ, 782, 98
- Bothun, G. D. 1986, AJ, 91, 507
- Bresolin, F., Garnett, D. R., & Kennicutt, R. C. Jr. 2004, ApJ, 615, 228
- Buat, V., & Xu, C. 1996, A&A, 306, 61
- Burgarella, D., Buat, V., & Iglesias-Páramo, J. 2005, MNRAS, 360, 1413
- Buta, R. 2001, in The Encyclopedia of Astronomy and Astrophysics, ed. P. Murdin, IOP Publishing Ltd
- Calzetti, D., Armus, L., Bohlin, R. C., Kinney, A. L., Koornneef, J., & Storchi-Bergmann, T. 2000, ApJ, 533, 682
- Calzetti, D., Kinney, A., L., & Storchi-Bergmann, T. 1994, ApJ, 429, 582
- Cardelli, J. A., Clayton, G. C., & Mathis, J. S. 1989, ApJ, 345, 245
- Cortese, L., Boselli, A., Buat, V., Gavazzi, G., Boissier, S., Gil de Paz, A., Seibert, M., Madore, B. F., & Martin, D. C. 2006, ApJ, 637, 242
- Cortese, L., Boselli, A., Franzetti, P., Decarli, R., Gavazzi, G., Boissier, S., & Buat, V. 2008, MNRAS, 386, 1157
- Debattista, V. P., Mayer, L., Carollo, C. M., Moore, B., Wadsley, J. & Quinn, T. 2006. ApJ,

- de Vaucouleurs, G. 1959, *Handbuch der Physik*, 53, 275
- Drissen, L., Alarie, A., Martin, T., Lagrois, D., Rousseau-Nepton, L., Bilodeau, A., Robert, C., Joncas, G., & Iglesias-Páramo, J. 2012, *SPIE*, 8446, 84463S
- Drissen, L., Bernier, A.-P., Robert, C. & Robert. 2011, *IAUS*, 277, 104
- Drissen, L., Bernier, A.-P., Rousseau-Nepton, L., Alarie, A., Robert, C., Joncas, G., Thibault, S., & Grandmont, F. 2010, *SPIE*, 7735, 77350B
- Drissen, L., Rousseau-Nepton, L., Lavoie, S., Robert, C., Martin, T., Martin, P., Mandar, J., & Grandmont, F. 2014, *AdAst*, 2014, 293856
- Efremov, Y. N. 1995, *AJ*, 110, 2757
- Erwin, P., Pohlen, M. & Beckman, J. E. 2008, *AJ*, 135, 20
- Eskridge, P. B., Frogel, J. A., Taylor, V. A., Windhorst, R. A., Odewahn, S. C., Chiarenza, C. A. T. C., Conselice, C. J. et al. 2003, *ApJ*, 586, 923
- Foster, P. A., & Nelson, A. H. 1985, *MNRAS*, 215, 555
- Ghosh, H., Mathur, S., Fiore, F., & Ferrarese, L. 2008, *ApJ*, 687, 216
- Gordon, K. D., Clayton, G. C., Misselt, K. A., Landolt, A. U., & Wolff, M. J. 2003, *ApJ*, 594, 279
- Gordon, K. D., Clayton, G. C., Witt, A. N., & Misselt, K. A. 2000, *ApJ*, 533, 236
- Goto, T., Arnouts, S., Inami, H., Matsuhara, H., Pearson, C., Takeuchi, T. T., Le Floch, E. et al. 2011, *MNRAS*, 410, 573
- Granato, G. L., Lacey, C. G., Silva, L., Bressan, S. A., Baugh, C. M., Cole, S., & Frenk, C. S. 2000. *ApJ*, 542, 710
- Grandmont, F., Drissen, L., Mandar, J., Thibault, S. & Baril, M. 2012, *SPIE*, 8446, 84460U
- Grandmont, F., Drissen, L. & Thibault, S. 2011, *OSA*
- Hao, C.-N., Kennicutt, R. C., Johnson, B. D., Calzetti, D., Dale, D. A., & Moustakas, J., 2011, *ApJ*, 741, 124
- Heckman, T. M., Robert, C., Leitherer, C., Garnett, D. R. & van der Rydt, F. 1998, *ApJ*, 503, 646
- Hermanowicz, M. T., Kennicutt, R. C. & Eldridge, J. J. 2013, *MNRAS*, 432, 3097
- Hubble, E. P. 1926, *ApJ*, 64, 321

- Hubble, E. P. 1936, *The Realm of the Nebulae*, Yale University Press
- Jarrett, T. H., Chester, T., Cutri, R., Schneider, S. E., & Huchra, J. P. 2003, *AJ*, 125, 525
- Jarrett, T. H., Cohen, M., Masci, F., Wright, E., Stern, D., Benford, D., Blain, A. et al. 2011, *ApJ*, 735, 112
- Jarrett, T. H., Masci, F., Tsai, C. W., Petty, S., Cluver, M. E., Assef, R. J., Benford, D. et al. 2013, *AJ*, 145, 6
- Kennicutt, R. C., Jr. 1998, *ARA&A*, 36, 189
- Kong, X., Charlot, S., Brinchmann, J., & Fall, S. M. 2004, *MNRAS*, 349, 769
- Lanyon-Foster, M. M., Conselice, C. J. & Merrifield, M. R. 2007, *MNRAS*, 380, 571
- Lee, J. H., Kim, S. C., Park, H. S., Ree, C. H., Kyeong, J. & Chung, J. 2011, *ApJ*, 740, 42
- Lee, J. H., Kim, S. C., Ree, C. H., Kim, M., Jeong, H., Lee, J. C., & Kyeong, J. 2012, *ApJ*, 754, 80
- Leitherer, C., Schaerer, D., Goldader, J. D., Delgado, R. M. G., Robert, C., Kune, D. F., de Mello, D. F., Devost, D. & Heckman, T. M. 1999, *ApJS*, 123, 3
- MacArthur, L. A., González, J. J. & Courteau, S. 2007, 241, 480
- Mandar, J., Grandmont, F., Thibault, S. & Drissen, L. 2011, *OSA*
- Marcelin, M., Amram, P., Bartlett, J. G., Valls-Gabaud, D. et Blanchard, A. 1998, *A&A*, 338, 1
- Martin, P. 2013, *SNAGS: A Survey of Nebular Abundances with SITELLE*, présenté à Science with SITELLE, Québec, mai 2013
- Martin, T., Drissen, L. et Joncas, G. 2012, *SPIE*, 8451, 84513
- Mashchenko, S. Y., Thilker, D. A. et Braun, R. 1999, *A&A*, 343, 352
- Meidt, S. E., Schinnerer, E., Knapen, J. H., Bosma, A., Athanassoula, E., Sheth, K., Buta, R. J., et al. 2012, *ApJ*, 744, 17
- Meidt, S. E., Schinnerer, E., van de Ven, G., Zaritsky, D., Peletier, R., Knapen, J. H., Sheth, K., et al. 2014, *ApJ*, 788, 144
- Meurer, G. R., Heckman, T. M., Leitherer, C., Kinney, A., Robert, C. & Garnett, D. R. 1995, *AJ*, 110, 2665
- Meurer, G. R., Heckman, T. M. & Calzetti, D. 1999, *ApJ*, 521, 64
- Morrissey, P., Conrow, T., Barlow, T. A., Small, T., Seibert, M., Wyder, T. K., Budavári, T.,

- et al. 2007, ApJS, 173, 682
- Morrissey, P., Schiminovich, D., Barlow, T. A., Martin, D. C., Blakkolb, B., Conrow, T., Cooke, B., et al. 2005, ApJ, 619, L7
- Muñoz-Mateos, J.-C., Gil de Paz, A., Zamorano, J., Boissier, S., Dale, D. A., Pérez-González, P. G., Gallego, J., et al. 2009, ApJ, 703, 1569
- Poznanski, D., Butler, N., Filippenko, A. V., Ganeshalingam, M., Li, W., Bloom, J. S., Chornock, R., et al. 2009, ApJ, 694, 1067
- Rosales-Ortega, F. F., Kennicutt, R. C., Sánchez, S. F., Díaz, A. I., Pasquali, A., Johnson, B. D., & Hao, C. N. 2010, MNRAS, 405, 735
- Roškar, R., Debattista, V. P., Stinson, G. S., Quinn, T. R., Kaufmann, T., & Wadsley, J. 2008, ASPC, 396, 217R
- Saha, A., Thim, F., Tammann, G. A., Reindl, B., & Sandage, A. 2006, ApJS, 165, 108
- Sánchez, S. F., Kennicutt, R. C., Gil de Paz, A., van de Ven, G., Vílchez, J. M., Wisotzki, L., Walcher, C. J., et al. 2012, A&A 538, A8
- Schlegel, D. J., Finkbeiner, D. P. & Davis, M. 1998, ApJ, 500, 525
- Shaw, M., Axon, D., Probst, R., & Gatley, I. 1995, 274, 369
- Sheth, K., Regan, M., Hinz, J. L., Gil de Paz, A., Menéndez-Delmestre, K., Muñoz-Mateos, J.-C., Seibert, M., et al. 2010, 122, 1397
- Takeuchi, T. T., Yuan, F.-T., Ikeyama, A., Murata, K. L., & Inoue, A. K. 2012, 755, 144
- Theureau, G., Hanski, M. O., Coudreau, N., Hallet, N., & Martin, J.-M. 2007, A&A, 465, 71
- Thilker, D. A., Bianchi, L., Boissier, S., Gil de Paz, A., Madore, B. F., Martin, D. C., Meurer, G. R., et al. 2005, ApJ, 619, L79
- Thilker, D. A., Bianchi, L., Meurer, G., Gil de Paz, A., Boissier, S., Madore, B. F., Boselli, A., et al. 2007a, ApJS, 173, 538
- Thilker, D. A., Boissier, S., Bianchi, L., Calzetti, D., Boselli, A., Dale, D. A., Seibert, M., et al. 2007b, ApJS, 173, 572
- Thilker, D. A., Braun, R. & Walterbos, R. A. M. 2000, AJ, 120, 3070
- Thilker, D. A., Braun, R. & Walterbos, R. M. 1998, A&A, 332, 429
- Thim, F., Hoessel, J. G., Saha, A., Claver, J., Dolphin, A., & Tammann, G. A. 2004, AJ,

127, 2322

Tully, R. B. 1994, VizieR Online Data Catalog, 7145

Tully, R. B., Rizzi, L., Shaya, E. J., Courtois, H. M., Makarov, D. I., & Jacobs, B. A. 2009, AJ, 138, 323

Wang, B., & Heckman, T. M. 1996, ApJ, 457, 645

Witt, A. N., & Gordon, K. D. 2000, ApJ, 528, 799

Wright, E. L., Eisenhardt, P. R. M., Mainzer, A. K., Ressler, M. E., Cutri, R. M., Jarrett, T., Kirkpatrick, J. D., et al. 2010, AJ, 140, 1868

Wyder, T. K., Treyer, M. A., Milliard, B., Schiminovich, D., Arnouts, S., Budavári, T., Barlow, T. A., et al. 2005, ApJ, 619, L15