

Université de Montréal

**Observations multi-longueur d'onde d'amas et de
groupes de galaxies proches**

par

Marie-Lou Gendron-Marsolais

Département de physique
Faculté des arts et des sciences

Thèse présentée à la Faculté des études supérieures
en vue de l'obtention du grade de
Philosophiæ Doctor (Ph.D.)
en Physique

16 juillet 2018

SOMMAIRE

Les amas et les groupes de galaxies sont des environnements dynamiques constamment perturbés. D'une part, le trou noir supermassif de la galaxie centrale peut produire de puissants jets relativistes compensant les pertes radiatives du milieu intra-amas ou intra-groupe. C'est le mécanisme de rétroaction des noyaux actifs de galaxies. D'autre part, l'interaction de l'amas ou du groupe de galaxies avec d'autres galaxies peut aussi créer d'importantes perturbations sous forme de chocs ou de fronts froids par exemple. En général, ces perturbations, internes ou externes, peuvent laisser des empreintes dans les observations des groupes et des amas, et ce, dans tout le spectre électromagnétique. Dans cette thèse, l'étude observationnelle multi-longueur d'onde d'un groupe et d'un amas de galaxies proches est présentée. L'ensemble de ces travaux auront permis de mieux comprendre certains des processus physiques complexes qui caractérisent ces environnements.

D'abord, l'analyse d'observations profondes (380 ks) de l'observatoire de rayons X *Chandra* de la galaxie NGC 4472 ($z = 0.0038$), galaxie dominante d'un groupe de galaxies plongeant dans l'amas de la Vierge, est présentée. Ces nouvelles données ont permis l'étude détaillée de la dynamique des lobes radio. Des coquilles de gaz froid entourant les lobes radio ont été détectées et semblent être constituées de gaz provenant du centre du groupe. Nous estimons l'énergie requise pour soulever ce gaz à partir du centre de NGC 4472 à $\sim 10^{56}$ erg. Nous avons également mené l'analyse de la distribution de l'abondance de différents éléments (O, Ne, Mg, Si et Fe) à partir du spectre rayons X.

Ensuite, nous avons produit une carte à basse fréquence radio de l'amas de Persée ($z = 0.018$) obtenue à partir de nouvelles observations du Karl G. Jansky Very Large Array à 230-470 MHz en configuration B. Les étapes de réduction des données et de calibration de même que le processus d'imagerie ont été spécifiquement adaptés à l'analyse de ces observations, tenant compte à la fois de la forte présence des interférences des fréquences radio à ces fréquences et de la présence du noyau actif de galaxie très brillant au centre de l'amas. Ces observations ont révélé une multitude de nouvelles structures associées à l'émission radio centrale diffuse dans l'amas, le mini-halo. Ces structures incluent plusieurs filaments radiaux s'étendant dans diverses directions, une structure concave corrélant avec la baie et plusieurs autres correspondances avec les structures rayons X telles que les fronts froids. Ces résultats

montrent que les mini-halos ne sont donc pas de simples sources radio diffuses et uniformes, mais possèdent plutôt une riche variété de structures complexes.

Un portrait complet de la dynamique des filaments de la nébuleuse de gaz ionisé entourant la galaxie NGC 1275, galaxie dominante de l'amas de Persée, a également été révélée grâce aux observations de SITELLE («Spectromètre Imageur à Transformée de Fourier pour l'Étude en Long et en Large des raies d'Émission»), un nouveau spectro-imageur à transformée de Fourier au télescope Canada-France-Hawaii. Grâce à son champ de vue de $11' \times 11'$, il s'agit du seul instrument de ce type capable de couvrir la nébuleuse de $80\text{kpc} \times 55\text{kpc}$ ($3.8' \times 2.6'$ à la distance de NGC 1275) de large dans son entièreté. Notre analyse de ces observations montre un gradient radial du ratio des raies $[\text{N II}]\lambda 6583/\text{H}\alpha$, suggérant un changement dans la source et le mécanisme d'ionisation à travers la nébuleuse. Nous avons produit pour la première fois une carte de vitesse complète et détaillée des filaments. Cette carte révèle une structure dynamique complexe inconnue jusqu'à ce jour. Celle-ci ne montre pas de tendance radiale générale ni de signe de rotation globale, indiquant que les filaments ne sont pas en train de tomber uniformément vers la galaxie ni d'être uniformément entraînés vers l'extérieur. Une comparaison entre ces mesures et les résultats de *Hitomi* obtenus pour l'amas de Persée est également présentée.

Enfin, nous avons créé une image haute résolution à 230-470 MHz de l'amas de Persée grâce aux nouvelles observations en configuration A du Karl G. Jansky Very Large Array. La gamme dynamique élevée et la haute résolution de cette image ont permis l'identification de nouvelles structures. Dû à la haute résolution, la majorité de l'émission étendue du mini-halo occupant le centre de l'amas disparaît dans ces observations et seules les parties les plus brillantes vers l'ouest demeurent visibles. L'émission radio centrale remplit les cavités internes visibles en rayons X et s'étend vers les cavités externes. Les cavités externes étant visibles à plus basses fréquences radio, nous détectons donc une partie courbe dans le spectre à environ 350 MHz. Au-delà de l'émission centrale entourant NGC 1275, nous décrivons et analysons également la morphologie de plusieurs sources radio complexes situées dans l'amas de Persée : IC 310, NGC 1265, CR 15 et NGC 1272. Ces galaxies radio sont en train de tomber dans l'amas de Persée. Nous détectons des distorsions dans la queue d'émission radio de la source IC 310 de même que deux jets distincts. Nous rapportons la présence d'une structure filamenteuse globale associée à la galaxie NGC 1265. Finalement, les galaxies radio CR 15 et NGC 1272 sont également résolues dans l'image haute-résolution obtenue.

Mots-clés : amas de galaxies - groupes de galaxies - galaxies - noyaux actifs de galaxies
- milieu intra-amas - milieu intra-groupe - astronomie rayon X - radio astronomie - spectro-
imagerie à transformée de Fourier - jets -cavités - mini-halos - trous noirs supermassifs

SUMMARY

Clusters and groups of galaxies are dynamic environments, continually perturbed. On the one hand, the supermassive black hole of the central galaxy can release powerful relativistic jets compensating the radiative losses of the intracluster or intragroup medium. This mechanism is called active galactic nucleus feedback. On the other hand, the interaction between the cluster or the group with other galaxies can also generate important perturbations such as shocks or cold fronts. In general, these internal or external perturbations leave their footprints into the observations of clusters and groups covering the entire electromagnetic spectrum. In this thesis, the multi-wavelength observational study of one group and one cluster of galaxies, both nearby, is presented. Overall, this work has contributed to the comprehension of some of the complex processes characterizing these environments.

First, the analysis of deep observations (380 ks) from the X-ray observatory *Chandra* of the galaxy NGC 4472 ($z = 0.0038$), the dominant galaxy of a group falling into the Virgo cluster, is presented. These new observations have allowed the detailed study of the radio lobe dynamics. Rims of cold gas surrounding the radio lobes have been detected and seem to be constituted of gas originating from the group center. We estimate the energy required to lift this gas from the center of NGC 4472 to be $\sim 10^{56}$ erg. We have also led the analysis of the abundance distribution of different elements (O, Ne, Mg, Si et Fe) from the X-ray spectrum.

Second, we have produced a radio-frequency map of the Perseus cluster ($z = 0.018$), obtained from new Karl G. Jansky Very Large Array observations at 230-470 MHz in B configuration. The data reduction and calibration steps as well as the imaging process were specifically adjusted for the analysis of these observations, taking into account the strong presence of radio frequency interferences at these frequencies and the presence of the extremely bright central active galactic nucleus in the cluster center. The observations have revealed a multitude of new structures associated with the cluster central diffuse radio emission, the mini-halo. These structures include several radial filaments stretching in different directions, a concave structure correlating with the bay and several other correspondences

with the X-ray structures such as cold fronts. These results show that mini-halos are therefore not simply diffuse, uniform radio sources, but rather have a rich variety of complex structures.

A comprehensive picture of the dynamics of the filamentary emission-line nebula surrounding NGC 1275, the dominant galaxy of the Perseus cluster, has been revealed with the observations of SITELLE («Spectromètre Imageur à Transformée de Fourier pour l'Étude en Long et en Large des raies d'Émission»), a new optical imaging Fourier transform spectrometer at Canada-France-Hawaii Telescope. With its wide field of view of $11' \times 11'$, it is the only instrument of this type covering the $80\text{kpc} \times 55\text{kpc}$ ($3.8' \times 2.6'$ at the distance of NGC 1275) large nebula in its entirety. Our analysis of these observations shows a smooth radial gradient of the $[\text{N II}]\lambda 6583/\text{H}\alpha$ line ratio, suggesting a change in the ionization source and mechanism across the nebula. We have produced for the first time a complete detailed velocity map of the filaments. This map reveals a previously unknown rich velocity structure. The velocity map shows no visible general radial trend or rotation, indicating that filaments are not falling uniformly onto the galaxy, nor being uniformly pulled out from it. A comparison between these measurements and the *Hitomi* results on the Perseus cluster is also presented.

Finally, we have created a high-resolution image at 230-470 MHz of the Perseus cluster with new Karl G. Jansky Very Large Array A configuration observations. The high dynamic range and resolution achieved in this image have allowed the identification of new structures. Most of the extended mini-halo emission filling the core of the Perseus cluster disappears in these observations due to the high resolution and only some of the brightest western parts remain visible. The central radio emission fills the inner X-ray cavities and extends toward the outer cavities. As the outer cavities are visible at lower frequencies, we are therefore catching the spectral turnover at around 350 MHz. Beyond the central emission surrounding NGC 1275, we also describe and analyze the morphology of four complex radio sources harbored in the Perseus cluster: IC 310, NGC 1265, CR 15 and NGC 1272. These radio galaxies are infalling into the Perseus cluster. We detect distortions in the tail of IC 310 as well as two distinct jets. We report the presence of a global radio filamentary structure associated with the galaxy NGC 1265. Lastly, the radio galaxies CR 15 and NGC 1272 are also resolved in this high-resolution image.

Keywords: galaxy clusters - galaxy groups - galaxies - active galactic nuclei - intracluster medium - intragroup medium - X-ray astronomy - radio astronomy - Fourier transform spectroscopy - jets - cavities - mini-halos - supermassive black holes

Table des matières

Sommaire	iii
Summary	vii
Liste des tableaux	xvii
Table des figures	xix
Liste des sigles et des abréviations	xxxiii
Dédicaces	xxxvii
Remerciements	xxxix
Chapitre 1. Mise en contexte théorique	1
1.1. Les amas de galaxies.....	1
1.2. Le milieu intra-amas.....	2
1.2.1. Refroidissement du milieu intra-amas.....	4
1.3. Les galaxies centrales dans les groupes et les amas de galaxies.....	4
1.4. Les noyaux actifs de galaxies.....	6
1.4.0.1. Le trou noir supermassif.....	7
1.4.0.2. Les jets.....	9
1.4.0.3. Le disque d'accrétion.....	9
1.4.0.4. Le tore de poussière et de gaz.....	10
1.4.0.5. Broad-line region.....	11
1.4.0.6. Narrow-line region.....	11
1.4.0.7. Le spectre des noyaux actifs de galaxies.....	12
1.5. La rétroaction des noyaux actifs de galaxies.....	13
1.5.1. Mode cinétique (ou radio) de rétroaction des noyaux actifs de galaxies.....	15
1.6. Les perturbations dans les groupes et les amas de galaxies.....	18
1.6.1. Perturbations internes.....	19

1.6.2. Perturbations externes.....	20
1.6.2.1. Chocs dans les fusions d'amas et de groupes de galaxies.....	20
1.6.2.2. Mouvements d'oscillation ou « <i>sloshing</i> ».....	21
1.7. L'émission radio dans les groupes et les amas de galaxies.....	25
1.8. Description de cette thèse.....	28
1.8.1. Buts.....	28
1.8.2. Méthodes.....	29
1.9. Déclaration de l'étudiant.....	30
Références.....	31
Chapitre 2. Techniques observationnelles.....	37
2.1. La radio astronomie.....	37
2.1.1. Interférométrie.....	38
2.1.2. Le Karl G. Jansky Very Large Array.....	40
2.2. L'astronomie en rayons X.....	42
2.2.1. Le télescope <i>Chandra</i>	43
2.2.2. Résolution spectrale en astronomie rayons X.....	46
2.3. La spectro-imagerie à transformée de Fourier.....	47
2.3.0.1. L'instrument SITELLE.....	49
Références.....	50
Chapitre 3. Uplift, feedback and buoyancy : radio lobe dynamics in NGC 4472.....	53
3.1. Introduction.....	55
3.2. Observations and data reduction.....	57
3.2.1. <i>Chandra</i> observations and data reduction.....	57
3.2.2. Radio observations.....	57
3.3. Analysis of the cavities and the enhanced X-ray emission rims.....	58
3.3.1. Enhanced X-ray emission rims.....	58
3.3.2. Outburst energy.....	60
3.3.3. Uplift energy.....	62
3.4. Abundance maps and profiles.....	64

3.5. Discussion	65
3.5.1. Gas uplift	67
3.5.2. Metallicity distribution in NGC 4472	68
3.5.2.1. The central abundance drop	68
3.5.2.2. Correlation of the metallicity distribution with the cavity system ..	70
3.6. Conclusions	70
Acknowledgments	71
References	71
Chapitre 4. Deep 230-470 MHz VLA Observations of the Mini-Halo in the Perseus Cluster	75
4.1. Introduction	77
4.2. Observations and data reduction	80
4.2.1. JVLA observations	80
4.2.2. X-ray observations	83
4.2.3. Previous radio observations at 74 MHz, 235 MHz and 610 MHz	83
4.2.4. Optical observations	84
4.3. Results	84
4.4. Discussion	85
4.4.1. Comparison with previous radio observations	85
4.4.2. Large-scale structure of the mini-halo	87
4.4.3. Filamentary structure	88
4.4.4. Qualitative comparison with simulations	89
4.4.5. Implications for our understanding of mini-halos	89
4.5. Conclusion	90
Acknowledgments	91
References	91
Chapitre 5. Revealing the velocity structure of the filamentary nebula in NGC 1275 in its entirety	95
5.1. Introduction	97
5.2. Data reduction and analysis	99

5.3. Results and discussion	100
5.3.1. Ionization mechanism	100
5.3.2. Velocity dispersion measure across the nebula	102
5.3.3. Kinematics of the filaments	103
5.4. Conclusion	105
Acknowledgments	106
References	106
Chapitre 6. High-resolution JVLA observations of the Perseus cluster	109
6.1. Introduction	110
6.2. Observations and data reduction	112
6.2.1. JVLA observations	112
6.2.2. X-ray observations	114
6.3. Results and discussion	115
6.3.1. NGC 1275	116
6.3.1.1. High-resolution observations of the radio lobes	116
6.3.1.2. High-resolution observations of the mini-halo	117
6.3.2. Head-tail sources in the Perseus cluster	118
6.3.2.1. IC310	118
6.3.2.2. NGC 1265	120
6.3.2.3. CR15	121
6.3.2.4. NGC 1272	121
6.4. Conclusion	122
References	123
Chapitre 7. Conclusion	127
7.1. Recherche future	128
7.2. L'avenir de la recherche observationnelle sur les amas et les groupes de galaxies	130
Références	132
Annexe A. Multi-configuration JVLA observations of the Perseus cluster	A-i

Références.....	A-iv
Annexe B. Mystery solved : discovery of extended radio emission in the merging galaxy cluster Abell 2146	B-i
Références.....	B-ii
Annexe C. Autres publications à titre de co-auteur	C-i
C.1. Is there a giant Kelvin-Helmholtz instability in the sloshing cold front of the Perseus cluster ?.....	C-i
C.2. Chandra observations of the hyper-luminous infrared galaxy IRAS F15307+3252	C-i
C.3. Shaken Snow Globes : Kinematic Tracers of the Multiphase Condensation Cascade in Massive Galaxies, Groups, and Clusters.....	C-ii
Annexe D. Compte-rendus de conférences	D-i
D.1. Probing the non-thermal emission in Abell 2146 and the Perseus cluster with the JVLA.....	D-i
D.2. Probing the non-thermal emission in Abell 2146 and the Perseus cluster with the JVLA.....	D-i
D.3. State-of-the-art multi-wavelength observations of nearby brightest group/cluster galaxies.....	D-i
D.4. Is there a giant Kelvin-Helmholtz instability in the sloshing cold front of the Perseus cluster ?.....	D-i
D.5. Buoyancy, Uplift, and AGN Feedback - Deep Chandra and XMM-Newton Observations of the Radio Outbursts in NGC 4472 and NGC 1399.....	D-ii
D.6. Is there a giant Kelvin-Helmholtz instability in the sloshing cold front of the Perseus cluster ?.....	D-ii
D.7. Subsonic evolution of the radio bubbles in the nearby massive early-type galaxy NGC 4472 : uplift, buoyancy, and heating.....	D-ii
D.8. The AGN-driven shock in NGC 4472.....	D-ii
D.9. AGN feedback in the Perseus cluster.....	D-iii

Liste des tableaux

3. I	<i>Chandra</i> observations.....	57
3. II	Properties of the eastern and western cavities.....	62
3. III	Energy injected in cavities compared to uplift energy.....	62
5. I	Comparison between <i>Hitomi</i> and <i>Sitelle</i> best-fitted bulk velocities and dispersions in regions shown on figure 5.4.....	102
A. I	Observations du JVLÀ à 230-470 MHz de l'amas de Persée.....	A-ii
A. II	Propriétés des images du JVLÀ à 230-470 MHz de l'amas de Persée.....	A-iii
A. III	Propriétés des images du JVLÀ à 230-470 MHz de l'amas de Persée provenant de différentes configurations combinées.....	A-iii

Table des figures

1.1	Image du télescope spatial Hubble de l'amas de galaxies Abell 2744 ($z = 0.308$). En visible, les amas apparaissent comme des regroupements de galaxies. Cette image fait 540 kpc de large par 600 kpc de long. Crédits : NASA, ESA, J. Lotz, M. Mountain, A. Koekemoer, HFF Team (STScI).	2
1.2	Représentations tridimensionnelles de la brillance de surface (en nombre de comptes par seconde par arcmin ²) projetée en rayons X de deux amas de galaxies présentant les deux catégories d'amas selon leur profil d'émission en rayons X. Les profils ont été ajustés de sorte que les deux amas apparaîtraient à la même distance. Celui de gauche, Abell 2029, est un CCC, alors que celui de droite, Abell 2319 ne l'est pas (Million & Allen, 2009).	5
1.3	Image des filaments entourant la galaxie NGC 5044 ($z = 0.009$, $d = 31.2$ Mpc) visibles en H α et en [NII] avec le Southern Astrophysical Research Optical Imager (Werner et al., 2014). NGC 5044 est la galaxie dominante du groupe de galaxies le plus brillant en rayons X du ciel (e.g. O'Sullivan et al. 2014). .	5
1.4	Cette figure montre l'un des premiers modèles d'unification des AGNs développé (Urry & Padovani, 1995). L'idée générale de ce modèle est que les différents types d'AGNs ne diffèrent que par leur taux d'accrétion et par la direction à partir de laquelle ils sont observés. Le SMBH est entouré d'un disque d'accrétion avec des jets propulsés perpendiculairement au disque. La région de raies larges (« <i>broad-line</i> », BLR) se trouve au-delà et est encerclée d'un tore de gaz et de poussières tandis que la région de raies minces (« <i>narrow-line</i> », NLR) s'étend plus loin. L'ensemble apparaît comme un noyau très brillant au coeur d'une galaxie normale, mais les jets, lorsqu'ils sont présents, peuvent s'étendre au-delà de la galaxie hôte et former des lobes visibles dans le domaine radio.	7
1.5	Corrélations entre la masse mesurée des SMBHs (M_{\bullet}) et la luminosité ($L_{K,\text{bulge}}$) ou la magnitude absolue ($M_{K,\text{bulge}}$) des galaxies en bande K ainsi que la dispersion de vitesse (σ_e) de la galaxie hôte à l'intérieur du rayon	

- effectif englobant la moitié de la lumière totale émise par le bulbe galactique (Kormendy & Ho, 2013). Les galaxies elliptiques sont indiquées en noir sur les graphiques alors que les galaxies avec des bulbes classiques (similaires aux galaxies elliptiques mais avec une composante de disque) sont en rouge. 9
- 1.6 Le plan fondamental de l'accrétion des trous noirs montrant la corrélation entre L_R , la luminosité dans le domaine radio, ainsi que L_X , la luminosité rayons X et M_{BH} , la masse du trou noir (Mezcua et al., 2018). Les points colorés indiquent les mesures présentées dans Mezcua et al. (2018) pour les trous noirs supermassifs au centre des BCGs dans deux types d'amas. Les CCCs sont en bleu et les amas qui ne possèdent pas de coeurs froids sont en rouge. Les symboles en forme d'étoile noire sont des binaires X (*X-ray binaries*, XRBs), alors que les AGNs à basse luminosité (low-luminosity AGN, LLAGN) sont représentés par les symboles carrés. Les symboles diamants sont des sources BL Lacertae, un type de blazar, du recensement *Sloan Digital Sky Survey* (SDSS). 10
- 1.7 La distribution spectrale d'énergie («*spectral energy distribution*» - SED, soit le produit de la fréquence ν et de la densité de flux F_ν , dans des unités arbitraires, en fonction de la fréquence ν en Hz) typique de l'émission continue d'un AGN est représentée schématiquement dans cette figure. Certains AGNs sont plus brillants que d'autres dans le domaine radio («*radio loud*» vs «*radio quiet*»). À basses fréquences, le plasma d'électrons devient opaque à sa propre radiation synchrotron («*synchrotron self-absorption*»), responsable du changement de pente dans la SED (le «*turnover*»). Source : Carroll & Ostlie (2006). 12
- 1.8 Deux exemples de distribution d'énergie spectrale de BCG dans le domaine radio. La densité de flux S en $\text{Jy} = 10^{-23} [\text{erg} / \text{s cm}^2 \text{Hz}]$ y est tracée en fonction de la fréquence ν en GHz, à ne pas confondre avec le graphique de la figure 1.7 aussi désigné comme SED mais où l'axe des ordonnées est νS en $[\text{erg} / \text{s cm}^2]$). La composante «*core*» est identifiée avec le trait bleu pointillé alors que la composante «*non-core*» est en pointillée rouge. La somme des deux composantes est identifiée avec le trait vert. Source : Hogan et al. (2015). 14
- 1.9 Graphique schématique le l'énergie émise par un trou noir normalisé par la luminosité d'Eddington en fonction du taux d'accrétion normalisé par le taux d'accrétion d'Eddington. L'énergie est émise selon deux façons différentes :

	sous forme de jets, ou « <i>outflows</i> », ou sous forme de radiation. Source : Churazov et al. (2005).	16
1.10	Image composite du centre de l'amas de galaxies Hydra A ($z = 0.055$). L'émission rayons X du ICM (en bleu sur l'image) montre la présence de cavités remplies d'émission radio (en rose sur l'image). L'image fait 310 kpc de large. Une autre paire de cavités encore plus grandes se trouvent à $\sim 100-200$ kpc du centre (Wise et al., 2007). Crédits : NASA/CXC/U.Waterloo/C.Kirkpatrick et al.; NSF/NRAO/VLA; Canada-France-Hawaii-Telescope/DSS	18
1.11	La puissance des jets, calculée à partir de l'énergie emmagasinée dans les cavités ($P_{cav} = E/t_{\text{âge}}$), est comparée à la luminosité rayons X à l'intérieur de la région dont le temps de refroidissement est inférieur à 7 milliards d'années ($L_{cool}(< r_{cool})$), pour plusieurs amas, groupes et galaxies elliptiques (Fabian, 2012). Les traits pointillés dénotent $P_{cav} = L_{cool}$ considérant que l'enthalpie totale des cavités est pV , $4pV$ ou $16pV$	19
1.12	Image composite (crédit : Maxime Pivin-Lapointe) de l'amas de Persée à partir d'une mosaïque de SDSS en bande i (en blanc sur l'image), d'observations rayons X entre 0.3 et 7 keV du télescope <i>Chandra</i> (en bleu, Fabian et al. 2011) et du télescope radio <i>Very Large Array</i> (VLA) à 328 MHz (en rose, NRAO/VLA/G. Taylor). Deux paires de cavités sont visibles, internes et externes. Ces dernières sont des cavités fantômes. Les cavités internes sont remplies par l'émission radio à haute fréquence mais pas les cavités externes.	21
1.13	Image rayons X entre 0.3 et 7 keV (avec traitement « <i>unsharp-mask</i> ») de l'amas de Persée composée des observations du télescope <i>Chandra</i> (Fabian et al., 2003a). De faibles ondulations dans la brillance de surface rayons X sont visibles autour des cavités externes. Celles-ci sont interprétées comme des ondes sonores se propageant dans l'ICM créées par la production soutenue de bulles par le SMBH de la galaxie dominante, ici, NGC 1275.	22
1.14	Image rayons X entre 0.3 et 7.0 keV du télescope <i>Chandra</i> de l'amas de galaxies Abell 2146 ($z = 0.234$) par Russell et al. (2012). Cet amas de galaxies est fortement perturbé, résultat de la collision de deux amas de galaxies dans le plan du ciel. Les deux larges chocs produits ($M \sim 2$) se propagent en direction opposée et sont identifiés sur la figure (« <i>upstream shock</i> » et « <i>bow shock</i> »).	22

1.15	Images rayons X du télescope <i>Chandra</i> des deux premiers amas de galaxies où la présence de fronts froids a été détectée (Abell 2142 et Abell 3667, Markevitch et al. 2000; Vikhlinin et al. 2001). La position des fronts froids est indiquée par des flèches sur les images. Les deux amas sont fortement perturbés par un processus de fusion avec un autre amas de galaxies. Source : Markevitch et al. (2000); Vikhlinin et al. (2001).	23
1.16	Gauche : Image rayons X de l’amas de Persée avec filtre de gradient de Gauss (« <i>Gaussian gradient magnitude</i> », GGM) pour faire ressortir davantage les contrastes (Sanders et al., 2016). Le mouvement d’oscillation du gaz dans le puits de potentiel gravitationnel de l’amas crée une structure en spirale. Droite : Image rayons X de l’amas de Persée composée des observations des télescopes <i>Chandra</i> , <i>XMM-Newton</i> et ROSAT (Simionescu et al., 2012; Walker et al., 2018). Un front froid ancien (~ 5 milliards d’années) est présent à 730 kpc du centre de l’amas.	24
1.17	La baie visible dans les observations rayons X de <i>Chandra</i> de l’amas de Persée. Une structure similaire est également présente dans les simulations (Walker et al., 2017). La simulation ressemble le plus aux observations pour une valeur de $\beta = 200$ du ratio entre la pression thermique et magnétique.	25
1.18	Images composites (rayons X, visible et radio) de deux amas de galaxies présentant des sources d’émission radio complexes. Gauche : L’amas de galaxies RX J0603.3+4214 (ou « <i>Toothbrush Cluster</i> », $z = 0.225$) est un amas fortement perturbé, potentiellement une fusion de trois sous-amas (Weeren et al., 2016). Les observations radio (en vert) montrent plusieurs reliques, leurs positions sont indiquées ici par des flèches. L’émission rayons X du ICM est en rose sur l’image alors que la couleur bleue montre la distribution en masse de l’amas obtenue via les effets de lentille gravitationnelle. Source : NASA/CXC/SAO/R. van Weeren et al., LOFAR/ASTRON, NAOJ/Subaru. Droite : L’amas de galaxies MACS J0416.1-2403 ($z = 0.396$, Ogreaan et al. 2015) contient pour sa part un halo radio (en rose) et est également un système perturbé, composé de deux sous-amas. L’émission rayons X du ICM est en bleu sur l’image. Source : NASA/CXC/SAO/G.Ogreaan et al., STScI, NRAO/AUI/NSF.	26

1.19	Image composite (rayons X, visible et radio) de l'amas de Persée ($z=0.018$). L'amas de Persée est un amas de galaxies à coeur froid et contient un mini-halo (l'émission radio est en rose sur l'image). Ce dernier présente plusieurs sous-structures (voir chapitre 4, Gendron-Marsolais et al. 2017). L'émission rayons X du ICM est en bleu sur l'image. Cette image a remporté le <i>Prix du public Découverte</i> , parrainé par Radio-Canada, de l'édition 2017 du concours <i>La preuve par l'image</i> de l'ACFAS et du CRSNG. Source : Gendron-Marsolais et al.; NRAO/AUI/NSF, NASA, SDSS.	27
2.1	Gauche : Schéma d'un interféromètre à deux antennes séparées par une distance \mathbf{b} pointant vers une source radio dans la direction \mathbf{s} (Taylor et al., 1999). Les signaux provenant des antennes sont amplifiés puis corrélés ensemble. Le délai entre le moment où un front d'onde provenant de la source radio atteint la première antenne et celui où il atteint la deuxième est noté $\tau_g = \mathbf{b} \cdot \mathbf{s}/c$. Droite : Le plan $u - v$ est le plan perpendiculaire à la direction de la source \mathbf{s} avec un système de coordonnées u et v mesuré en longueurs d'onde (Burke & Graham-Smith, 2010). NCP indique la position du pôle Nord céleste.	39
2.2	Gauche : Une capture instantanée du plan $u - v$ du télescope VLA du quasar 3C147. Droite : La couverture du plan $u - v$ après 4h d'observations à une déclinaison de $\delta = 50$ deg (Perley, 2016). Les axes sont en kilo longueurs d'onde.	40
2.3	Tableau des propriétés des configurations du VLA. Le tableau montre la distance maximale et minimale entre les antennes (B_{\max} et B_{\min}) selon la configuration (A, B, C et D), de même que la taille du faisceau en terme de largeur à mi-hauteur (θ_{HPBW}) relié à la résolution et la taille angulaire maximale détectable (θ_{LAS}) selon la bande de fréquence observée et la configuration. Source : NRAO.	41
2.4	Gauche : Le réflecteur secondaire de 2.3 m de diamètre sur l'une des antennes du JVLA est de forme convexe et réfléchit les ondes radio dans l'un des guides d'ondes situé au centre de l'antenne. Au centre du réflecteur secondaire est fixée une antenne dipolaire qui capte le signal de la bande de fréquence de 330 MHz (bande P). Droite : Un anneau de guides d'ondes est situé au centre de chaque antenne. Pour une bande de fréquence donnée, le guide d'onde	

	est sélectionné en pivotant le réflecteur secondaire. Le plus grand cornet d'alimentation visible à droite est celui de la bande L (1.5 GHz).	41
2.5	Illustration de l'assemblage des quatre paires de miroirs imbriqués les uns dans les autres sur le télescope <i>Chandra</i> , le « <i>High Resolution Mirror Assembly</i> » (HRMA), et le schéma du trajet optique parcouru par les rayons X. La surface collectrice totale de cet assemblage est de 1145 cm ² (CXC, 2017). Source :NASA/CXC/D.Berry	43
2.6	<i>XMM-Newton</i> est un autre observatoire des rayons X, développé par l'Agence spatiale européenne et lancé en 1999. Gauche : Contrairement à <i>Chandra</i> , celui-ci est composé de trois modules de miroirs, chacun constitué de 58 miroirs imbriqués les uns dans les autres et séparés par quelques millimètres. La surface collectrice totale de cet assemblage (120 m ²) est beaucoup plus élevée que celle de <i>Chandra</i> . Source : ESA. Droite : Illustration de <i>XMM-Newton</i> dans son ensemble. Source : <i>XMM-Newton</i> SOC, VILSPA.	43
2.7	Illustration de l'Observatoire de rayons X <i>Chandra</i> et de ses différentes composantes. Source : NGST, NASA/CXC	44
2.8	Illustration de l'instrument ACIS sur l'Observatoire de rayons X <i>Chandra</i> (CXC, 2017). Les dix CCDs au total sont divisés en deux regroupements : un regroupement de quatre CCDs (ACIS-I) et de six CCDs (ACIS-S). S1 et S3 sont les CCDs plus sensibles à basse énergie, « <i>back-illuminated</i> » alors que les autres sont « <i>front-illuminated</i> ».	44
2.9	Haut : Illustration du télescope <i>Hitomi</i> dans son ensemble. Source : Jaxa. Bas : Spectre de la région centrale de l'amas de Persée (région de 60 kpc × 60 kpc, centré à environ 1' au nord-ouest de l'AGN de la galaxie centrale de l'amas, 230 ks d'exposition - soit une partie des 320 ks d'exposition totale) obtenu par <i>Hitomi</i> (en noir) comparé à celui obtenu par le <i>Suzaku X-ray imaging spectrometer</i> (en rouge, Hitomi Collaboration 2016). La différence entre le continu mesuré par les deux instruments reflète la différence en termes de surface collectrice des télescopes.	47
2.10	Gauche : Représentation d'un interféromètre de Michelson. Le miroir mobile peut se déplacer d'une distance de $x/2$, créant une différence totale de parcours dans le chemin optique de x entre les deux faisceaux. Droite : Pour une source monochromatique, l'interférogramme produit (soit l'intensité détectée en fonction de la différence de parcours optique x) est une fonction cosinus. Pour	

	un instrument réel, la gamme de déplacements possibles du miroir mobile est limitée (Martin et al., 2016).	48
2.11	Gauche : L'instrument SITELLE installé au TCFH. Source : http://cfht.hawaii.edu/Instruments/Sitelles/SITELLE_news.php Droite : Représentation schématique du trajet optique de l'instrument SITELLE (Martin & Drissen, 2017).	49
3.1	Left - Raw image of the 369.60 ks merged <i>Chandra</i> observations in the 0.5-2 keV band, smoothed with a 2 pixel Gaussian function. The main X-ray structures are identified: two X-ray cavities, each surrounded by enhanced rims of X-ray emission. Right - Background-subtracted and exposure-corrected image in the 0.5-2 keV band, smoothed with a 3 pixel Gaussian function, point sources removed and replaced by regions interpolated from the surrounding background using DMFILTH, with L-band (20 cm) VLA radio contours starting at $3\sigma = 0.9$ mJy/beam.	56
3.2	Left: Fractional residual image in the 0.5-2 keV band, smoothed with a 2 pixel Gaussian function. L-band (20 cm) VLA radio contours starting at $3\sigma = 0.9$ mJy/beam are shown in green. Regions across each rim, following closely the shapes of the edges, are shown in white. Right: Projected temperature profile across each rim. The red points are for the western wedge and the blue points are for the eastern wedge. The distances on the horizontal axis are the distances from the X-ray center to the center of each region. The dashed lines show the position of the inner and outer bounds of the two rims.	59
3.3	Left: Background-subtracted and exposure-corrected image smoothed with a 4 pixel Gaussian function, point sources removed, in the 0.5-2 keV band, with the 12 regions where the temperature, density and pressure profiles were extracted (see figure 3.4). Right: Surface brightness profile (in black) from this wedge obtained with PROFFIT. The subtracted background from the merged blank-sky files is shown in blue.	60
3.4	Projected temperature, density and pressure profiles of the southern wedge shown in figure 3.3.	61
3.5	Fractional residual image in the 0.5-2 keV band, smoothed with a 2 pixel Gaussian function. We have chosen an ellipsoid shape (in white) for the eastern lobe volume with semi-major and minor axes of $0.44'$ (2.13 kpc) and	

	0.34' (1.64 kpc), respectively. For the western lobe, we have chosen half of an ellipsoidal shape (in white), with maximum semi-major and minor axes of 0.56' (2.72 kpc) and 0.75' (3.65 kpc) respectively and minimum semi-major and minor axes of 0.38' (1.85 kpc) and 0.51' (2.48 kpc) respectively. The regions used to calculate the amount of gas uplifted in subsection 3.3.3 are in red.	64
3.6	Merged image and abundance maps, all having the same size and scale, indicated in the lower-left corner of a). a) Merged image of the observations in the soft band (0.5-2 keV) smoothed with a 3 pixel Gaussian function showing the sectors used to extract the profiles in figure 3.7. The pink regions enclose the region where the radio emission is found and the green sectors delineate the undisturbed ICM. b)-f) Abundance maps from the regions produced with a WVT algorithm for a signal to noise of 100. The scale bars give the abundance of each element with respect to solar units. The uncertainties on the abundances vary roughly from 35% for O and Ne, to 15% for Mg, 11% for Si and 10% for Fe.	66
3.7	Left: Abundance profiles of complete annuli (360°) with the same width as the sectors from figure 6(a). Right: Abundance profiles of the on-jet sectors (circles) and the off-jet sectors (triangles) from the regions shown in figure 6(a).	67
4.1	The central 2° × 1.5° of the total field of view of the JVLA 230-470 MHz radio map obtained in B-configuration. NGC 1275 is the bright source in the middle of the image. Two wide-angle tail radio galaxies, NGC 1265 (NNW of NGC 1275) and CR 15 (between NGC 1275 and IC 310) as well as IC 310 (WSW of NGC 1275) are clearly visible. The resulting image has a rms noise of 0.35 mJy/beam, a beam size of 22.1" × 11.3" and a peak of 10.63 Jy/beam.	78
4.2	A zoom on the emission surrounding NGC 1275 from the 270-430 MHz radio map seen in figure 4.1. The main structures of the mini-halo are identified: the northern extension, the two eastern spurs, the concave edge to the south, the south-western edge and a plume of emission to the south-south-west. The small knob at the end of the western tail is the galaxy NGC 1272.	81
4.3	Left - <i>Chandra</i> final composite fractional residual image from Fabian et al. (2011) in the 0.5-7 keV band (total of 1.4 Ms exposure) with 270-430	

	MHz contours from $5\sigma = 1.75$ mJy/beam to 1 Jy overlaid from JVLA B-configuration. Middle - GGM filtered image of the merged X-ray observations with Gaussian width $\sigma = 4$ pixels (Sanders et al., 2016) with the same 270-430 MHz JVLA contours. The position of the western cold front is indicated with white arrows. Right - Central part of the temperature map of the Perseus cluster from Fabian et al. (2011) with signal-to-noise ratio of 150 with the same 270-430 MHz JVLA contours. Units are keV.	84
4.4	<i>Chandra</i> final composite fractional residual image from Fabian et al. (2011) in the 0.5-7 keV band (total of 1.4 Ms exposure) with radio contours at different frequencies overlaid. Top-left: 74 MHz A configuration VLA contours (synthesized beamwidth of $24''$, $\sigma_{\text{rms}} = 80$ mJy/beam). A total of 11 contours are drawn, increasing logarithmically from 0.3 Jy/beam to 36.2 Jy/beam (Blundell et al., 2002). Top-right: 235 MHz GMRT contours (synthesized beamwidth of $13''$). 10 contours are drawn, increasing logarithmically from $5\sigma_{\text{rms}} = 50$ mJy/beam to 9 Jy/beam. Bottom-left: 270-430 MHz contours from the new JVLA B-configuration (beamwidth of $22.1'' \times 11.3''$). A total of 13 contours are drawn, also increasing logarithmically from $3\sigma = 1.05$ mJy/beam to 1 Jy. Bottom-right: 610 MHz WSRT contours from Sijbring (1993), synthesized beamwidth of $29'' \times 44''$ and $\sigma_{\text{rms}} = 0.4$ mJy/beam). The contours levels are -0.8 (dashed), 0.8, 1.6, 2.4, 5, 7.5, 15, 22.5, 30, 60, 90, 120, 150, 300, 850, 2500, 5000 and 10000 mJy/beam.	86
4.5	Left - JVLA 270-430 MHz B-configuration image with $\text{H}\alpha$ contours (in green) of the continuum-subtracted $\text{H}\alpha$ map from Conselice et al. (2001). The green region indicates the edge of the $\text{H}\alpha$ image. The horseshoe-shaped filament and the northern filament are identified. Right - The fractional residual X-ray image with the same $\text{H}\alpha$ contours.	87
5.1	Mean integrated flux SN3 filter image centered on NGC 1275.	98
5.2	Flux map of $\text{H}\alpha$ emission in the nebula (left, units are in erg/s/cm ² /pixel), [N II] λ 6583/ $\text{H}\alpha$ line ratio map (middle) and dispersion map (right, scale unit is in km/s).	100
5.3	The mean (in red, with error bars indicating the standard deviation) and ensemble fit result (in blue) [N II] λ 6583/ $\text{H}\alpha$ line ratio, dispersion and velocity profiles taken in annuli containing 400 pixels centred on the AGN. Dispersions and velocities are given in km/s and the distance from the AGN is in kpc. . .	101

5.4	<p><i>Chandra</i> composite fractional residual image from Fabian et al. (2011) in the 0.5-7 keV band (1.4 Ms exposure). The point spread function (PSF) corrected <i>Hitomi</i> regions from Hitomi Collaboration (2018) are shown in white. Contours from the Hα flux map (starting at 3×10^{-17} erg/s/cm²/pixel) are shown in green.</p>	103
5.5	<p>The velocity map of the nebula (in km/s). Profiles extracted from the three white regions are shown in figure 5.6.</p>	104
5.6	<p>Velocity profiles extracted from the three white regions on figure 5.5 (in km/s). In the velocity profiles across the northern and the southeast filaments, velocities from each pixel are in blue while the mean taken in ten bins of equal width are shown in red. These are plot against their distance from the base of the filaments (in kpc). A velocity profile across the horseshoe filament is also shown, the mean of the fitted velocities taken from ten bins.</p>	105
6.1	<p>The central $1.4^\circ \times 1.1^\circ$ of the total field of view of the JVLA 230-470 MHz radio map obtained in A-configuration. NGC 1275 is the bright source in the middle of the image. Two wide-angle tail radio galaxies, NGC 1265 (NNW of NGC 1275) and CR 15 (between NGC 1275 and IC 310) as well as IC 310 (WSW of NGC 1275) are clearly visible. The resulting image has a rms noise of 0.27 mJy/beam, a beam size of $3.7'' \times 3.6''$ and a peak of 7.34 Jy/beam. . .</p>	112
6.2	<p>Right: zoom in on the emission surrounding NGC 1275 from the A configuration 270-430 MHz radio map seen in figure 6.1. The narrow-angle tail radio galaxy NGC 1272 is identified. Most of the extended emission from the mini-halo disappears at this resolution. This image has a rms noise of 0.27 mJy/beam, a beam size of $3.7'' \times 3.6''$ and a peak of 7.34 Jy/beam. Left: The mini-halo emission surrounding NGC 1275 from the B configuration 270-430 MHz radio map from Gendron-Marsolais et al. (2017). The green square shows the size of the A configuration image on the left. The main structures of the mini-halo are identified: the northern extension, the two eastern spurs, the concave edge to the south, the south-western edge and a plume of emission to the south-south-west. The small knob at the end of the western tail is NGC 1272. This image has a rms noise of 0.35 mJy/beam, a beam size of $22.1'' \times 11.3''$ and a peak of 10.63 Jy/beam.</p>	114
6.3	<p><i>Chandra</i> final composite fractional residual image from Fabian et al. (2011) in the 0.5-7 keV band (1.4 Ms exposure) with the A configuration JVLA</p>	

	270-430 MHz logarithmic contours from $3\sigma = 0.81$ mJy/beam to 1 Jy/beam overlaid (10 contours levels are shown, the beam size is shown on the top-right corner). Several X-ray structures are identified: the inner and outer cavities, the northern filaments as well as the southern bay. The narrow-angle tail radio galaxy NGC 1272 is also identified.	115
6.4	Zoom in on the central emission surrounding NGC 1275 from the A configuration 270-430 MHz radio map seen in figure 6.1. A double filamentary structure is seen toward the northwest. The beam size is shown on the top-left corner. A few residual artifacts are visible next to the core, to the right.	116
6.5	The radio galaxy IC 310 at 230-470 MHz with two different configurations from our JVLA observations. The left and middle figures are of the same size. The green circle shows the position of the source found in the A configuration image potentially responsible for the elongated structure found in the B configuration image. Left - B configuration observations. Distortions in the tail are visible as well as a strange elongated source merging with the tail. Middle - A configuration observations. Right - Zoom in on the base of the jets where two distinguishable collimated narrow jets are visible.	117
6.6	The large radio tail of the galaxy NGC 1265 at 230-470 MHz with two different configurations from our JVLA observations. Left - A configuration observations. Right - B configuration observations. The green square shows the size of the A configuration image on the left.	118
6.7	A configuration 230-470 MHz JVLA observations of CR 15.	121
6.8	A configuration JVLA 230-470 MHz observations of NGC 1272. Logarithmic contours start from $3\sigma = 0.81$ mJy/beam to 1 Jy/beam (10 contours levels are shown). The beam size is shown on the lower-right corner. The faint emission seen on the left is thought to be part of the mini-halo emission.	122
7.1	Les deux images du haut montrent les observations de <i>Chandra</i> de NGC 4472 (380 ks, sans sources ponctuelles, 0.5-2 keV, Gendron-Marsolais et al. 2017). Celle de gauche montre les cavités remplies d'émission radio à 1.4 GHz (observations du VLA, contours débutant à $3\sigma_{\text{rms}} = 0.9$ mJy/beam). Celle de droite montre plutôt les contours débutant à $4\sigma_{\text{rms}} = 1.04$ mJy/beam du GMRT à 235 MHz (résolution : $12.7'' \times 10.7''$, maximum : 0.46 Jy/beam, H. Intema). De l'émission diffuse est détectée à l'ouest des cavités internes.	

	L'image du bas est une mosaïque d'observations rayons X de <i>XMM-Newton</i> (> 400 ks, 0.7-1.1 keV ; Y. Su). Deux paires de filaments froids sont identifiées par les flèches vertes (Kraft et al., 2011).	130
7.2	Images préliminaires des nouvelles observations de NGC 1275 de l'instrument SITELLE au CFHT dans les filtres 480-520 nm (gauche) et 365-385 nm (droite). Les raies H_{β} et $[OII]\lambda 3727$ sont détectées à travers tous les filaments.	131
A.1	Meilleure image de l'amas de Persée à 230-470 MHz obtenue jusqu'à présent avec les observations du JVLA en configuration C. La source brillante au centre de l'amas est la BCG, NGC 1275. Les galaxies radio NGC 1265 (au nord-nord-ouest de NGC 1275), IC 310 (à l'ouest-sud-ouest de NGC1275) et CR 15 (entre NGC 1275 et IC 310) sont également identifiées (voir chapitre 6 pour une description détaillée de ces sources). Des artéfacts résiduels sont encore visibles.	A-ii
A.2	L'émission centrale dans l'amas de Persée à 230-470 MHz avec les observations du JVLA à différentes résolutions (le « <i>beam</i> » est indiqué en bas à gauche pour chaque image). Toutes les images ont la même taille (l'échelle est indiquée en bas à gauche de l'image en haut à gauche). La résolution, le bruit et le maximum de chaque image sont détaillés au tableau A. II. Haut-gauche : Image en configuration B. Les 10 contours en vert vont de $3\sigma_{\text{rms}} = 1.05$ mJy/beam à 1 Jy/beam. Haut-droite : Image en configuration C. Les 8 contours en vert vont de $3\sigma_{\text{rms}} = 180$ mJy/beam à 100 Jy/beam. Bas : Image en configuration D. Les 5 contours en vert vont de $3\sigma_{\text{rms}} = 180$ mJy/beam à 10 Jy/beam.	A-iv
A.3	L'émission centrale dans l'amas de Persée à 230-470 MHz avec les observations du JVLA provenant de différentes configurations combinées (A+B et B+C). Les images ont la même taille (l'échelle est indiquée en bas à gauche de l'image de gauche). La résolution, le bruit et le maximum de chaque image sont détaillés au tableau A. III.	A-v
B.1	Droite : Image rayons X de Chandra de l'amas Abell 2146 (0.3-7.0 keV, 420 ks d'exposition, Russell et al. 2010, 2012) avec les contours radio de l'image sans sources ponctuelles et combinant toutes les configurations du JVLA à 1-2 GHz, débutant à $3\sigma_{\text{rms}} = 0.7$ mJy/beam. Les deux chocs (« <i>upstream</i> » et « <i>bow</i> »),	

une «plume» d'émission rayons X et l'un des deux sous-amas étiqueté Abell 2146-A sont identifiés sur l'image. Les deux composantes d'émission radio sont visibles, de même que la résolution de l'image («*beam*»). Gauche : Image à basse résolution combinant toutes les configurations du JVLA à 1-2 GHz. Les contours débutent à $3\sigma_{\text{rms}} = 36\mu\text{Jy}/\text{beam}$. La résolution de l'image («*beam*») est indiquée en bas à droite. De l'émission radio étendue est visible détectée dans l'amas Abell 2146.

B-iii

LISTE DES SIGLES ET DES ABRÉVIATIONS

ACFAS	Association francophone par le savoir
ACIS	<i>Advanced CCD Imaging Spectrometer</i>
AGN	Noyau actif de galaxie, de l'anglais <i>active galactic nuclei</i>
ASKAP	<i>Australian SKA Pathfinder</i>
ATHENA	<i>Advanced Telescope for High ENergy Astrophysics</i>
BCG/BGG	Galaxie dominante d'un amas/groupe de galaxies, de l'anglais <i>brightest cluster/group galaxy</i>
BI	<i>Back-illuminated</i>
BLR	<i>broad-line region</i>
CCC	Amas à coeur froid, de l'anglais <i>cool core cluster</i>
CCD	Dispositif à transfert de charges, de l'anglais <i>charge-coupled device</i>
CFHT	Télescope Canada-France-Hawaii
CIAO	<i>Chandra Interactive Analysis of Observations</i>
CRSNG	Conseil de recherches en sciences naturelles et en génie du Canada
CTA	<i>Cherenkov Telescope Array</i>
CXC	<i>Chandra X-ray Center</i>
DSS	<i>Digitized Sky Survey</i>
EHT	<i>Event Horizon Telescope</i>
ESA	<i>European Space Agency</i>

FI	<i>Front-illuminated</i>
FWHM	Largeur à mi-hauteur, de l'anglais <i>full width at half maximum</i>
GGM	Filtre de gradient de Gauss, de l'anglais <i>Gaussian gradient magnitude</i>
GMRT	<i>Giant Metrewave Radio Telescope</i>
HERA	<i>Hydrogen Epoch of Reionization</i>
HRC	<i>High Resolution Camera</i>
HST	Télescope spatial Hubble, de l'anglais <i>Hubble Space Telescope</i>
HETGS	<i>High Energy Transmission Grating Spectrometer</i>
HRMA	<i>High Resolution Mirror Assembly</i>
ICM/IGM	Milieu intra-amas ou intra-groupe, de l'anglais <i>intracluster/group medium</i>
IMBH	Trou noir de masse intermédiaire, de l'anglais « <i>intermediate-mass black holes</i> »
IR	Infrarouge
JVLA	<i>Karl G. Jansky Very Large Array</i>
JWST	<i>James Webb Space Telescope</i>
LETGS	<i>Low Energy Transmission Grating Spectrometer</i>
LLAGN	<i>Low-luminosity AGN</i>
MWA	<i>Murchison Widefield Array</i>
NASA	<i>National Aeronautics and Space Administration</i>
NCP	Pôle Nord céleste, de l'anglais <i>North Celestial Pole</i>
NLR	<i>narrow-line region</i>
NRAO	Observatoire national de radioastronomie, de l'anglais <i>National Radio Astronomy Observatory</i>
ORB	Outil de Réduction Binoculaire
ORBS	Outil de Réduction Binoculaire pour SITELLE

ORCS	Outils de Réduction de Cubes Spectraux
PI	Investigateur principal, de l'anglais <i>principal investigator</i>
PAH	Hydrocarbure aromatique polycyclique, de l'anglais <i>polycyclic aromatic hydrocarbon</i>
PSF	Fonction d'étalement du point, de l'anglais <i>point spread function</i>
RFI	Interférence des fréquences radio, de l'anglais <i>radio frequency interferences</i>
RMS	Moyenne quadratique, de l'anglais <i>Root Mean Square</i>
SAO	<i>Smithsonian Astrophysical Observatory</i>
SED	Distribution spectrale d'énergie, de l'anglais <i>spectral energy distribution</i>
SDSS	<i>Sloan Digital Sky Survey</i>
SKA	<i>Square Kilometre Array</i>
SMBH	Trou noir supermassif, de l'anglais <i>supermassive black hole</i>
UV	Ultraviolet
VLA	<i>Very Large Array</i>
VLBI	<i>Very Long Baseline Interferometry</i>
WIDAR	<i>Wideband Interferometric Digital ARchitecture</i>
WSRT	<i>Westerbork Synthesis Radio Telescope</i>
WVT	Type d'algorithme, de l'anglais <i>weighted Voronoi tessellation</i>
XARM	<i>X-ray Astronomy Recovery Mission</i>
XMM-Newton	<i>X-ray Multi-Mirror Mission</i>
XRB	Binaires X, de l'anglais <i>X-ray binaries</i>
Xspec	<i>X-Ray Spectral Fitting Package</i>

DÉDICACES

À Max, à ma famille.

REMERCIEMENTS

Je tiens à remercier ma superviseure, Julie Hlavacek-Larrondo, pour m'avoir si bien guidé au travers des quatre dernières années. Tu m'as appris le monde académique et m'as offert d'innombrables conseils et opportunités qui m'ont permis de cheminer jusqu'ici. Merci pour ta franchise et ta passion pour ce que tu fais. Je considère très précieuse aussi notre aptitude à toujours avoir pu communiquer facilement.

C'est avec une grande fierté que j'ai vu évoluer le groupe de recherche : Myriam Latulippe, Mar Mezcuca, David Fecteau-Beaucage, Gabriel Demontigny, Dominik Dumont, Ariane Trudeau, Noémie Lafrance, Annabelle Richard-Laferrière, Olivier Vincent, Patrick Tremblay, Myriam Prasow-Émond, Hassan Abdulreda et Carter Rhea. Je me sens vraiment très choyée d'avoir pu vous compter parmi mes collègues de travail, ce fut un réel plaisir de vous avoir côtoyé.

Je tiens aussi à remercier grandement Ralph Kraft pour son support permanent et ses nombreux conseils éclairés, de même que pour m'avoir offert l'opportunité de travailler au Harvard-Smithsonian center for astrophysics (CFA). Chacune de nos conversations animées aura été déterminante.

Un merci tout particulier au groupe de recherche de William Forman et Christine Jones au CFA, qui m'ont accueilli d'octobre 2015 à mars 2016. Merci à mes collègues Lorenzo, YuanYuan, Akos et tous les autres qui m'ont aidé et accompagné à travers cette enrichissante expérience.

Merci à Reinout van Weeren, Tracy Clarke, Huib Intema et tous les autres radioastronomes, pour leur support indéfectible dans ma lutte avec les observations radio de l'amas de Persée.

Merci à Laurent Drissen et Thomas Martin pour cette très belle collaboration avec votre merveilleux instrument SITELLE.

Un grand merci à la petite communauté du groupe d'astrophysique de l'Université de Montréal. Je suis bien contente d'avoir pu y trouver ma place.

Merci Luc, compagnon d'éclipse, pour ton aide cruciale avec tes amis les ordinateurs.

Merci Julien, pour ton support, tes conseils et tes encouragements continus lors de ma recherche de postdoctorats. Merci Marie-Ève, pour ton écoute et ton appui en toutes occasions.

Merci aux femmes incroyables de mon entourage et en particulier celles du département de physique : ensemble, nous avons mené notre petite révolution féministe. Il reste tant à faire, mais c'est un si beau début. Merci également à nos alliés.

Merci, Cynthia, de m'avoir introduite au yoga, au frisbee et aux mots croisés, trois choses apparemment essentielles à l'équilibre mental pendant un doctorat. Merci, Mirjam, ta vivacité et ton intégrité font de toi une personne tellement riche à côtoyer. Merci Fred. Ta présence, constante et souriante, à mes côtés (à 1.5m de moi, en fait) fait partie des choses qui me manqueront le plus.

Merci à mes amis de l'ASTROLab, ces passionnés qui m'ont donné la pique pour l'astronomie.

Merci à ma famille, qui m'a constamment soutenue et encouragée dans cette aventure. Votre écoute et votre intérêt pour ce que je fais sont si importants pour moi. Je vous aime. Continuez de protéger le beau ciel de Neuville.

Merci Max, mon amour, pour tout.

Chapitre 1

MISE EN CONTEXTE THÉORIQUE

1.1. LES AMAS DE GALAXIES

Les amas de galaxies (voir figure 1.1) sont des regroupements de plusieurs centaines de galaxies, jusqu'à des milliers. Les groupes de galaxies sont plutôt composés de quelques dizaines de galaxies. Les amas de galaxies sont les plus grandes concentrations de matière gravitationnellement liées de l'Univers. Ces structures se forment de façon hiérarchique, par une séquence de fusions et d'accrétions de systèmes plus petits (e.g. Kravtsov & Borgani 2012). Les super-amas de galaxies ne sont, quant à eux, pas encore complètement liés gravitationnellement. Les amas de galaxies s'étendent typiquement sur quelques mégaparsecs et leur masse totale varie de 10^{13} à $10^{15}M_{\odot}$. Ils sont remplis d'un gaz, le milieu intra-amas ou intra-groupe («*intracluster/group medium*» - ICM/IGM) qui compose $\sim 15 - 17\%$ de leur masse totale. Ils sont également constitués de $\sim 80\%$ de matière sombre, qui forme des halos plus denses autour des galaxies. Enfin, $\sim 3 - 5\%$ de la masse des amas est contenue dans les galaxies (e.g. Feretti et al. 2012). Au centre du potentiel gravitationnel se trouve, la plupart du temps, une galaxie elliptique très lumineuse, «*brightest cluster/group galaxy*» ou BCG/BGG, qui est plus massive et de plus grande taille que les autres galaxies de l'amas ou du groupe.

Dans le présent chapitre, les différents concepts et phénomènes liés aux groupes et aux amas de galaxies seront décrits. D'abord, la composition du milieu intra-amas ainsi que son processus de refroidissement seront discutés à la section 1.2. Une description des galaxies centrales dans les groupes et les amas de galaxies sera présentée à la section 1.3. Les différentes composantes des noyaux actifs de galaxies seront décrites à la section 1.4. Ensuite, le mécanisme de rétroaction des noyaux actifs de galaxies qui compense le refroidissement du ICM/IGM sera présenté à la section 1.5. Les groupes et les amas de galaxies sont des environnements complexes : les différentes formes de perturbations, internes et externes, seront décrites à la section 1.6. Une description de l'émission radio diffuse retrouvée dans les amas de galaxies sera donnée à la section 1.7. Enfin, une description de cette thèse, des buts



FIGURE 1.1. Image du télescope spatial Hubble de l’amas de galaxies Abell 2744 ($z = 0.308$). En visible, les amas apparaissent comme des regroupements de galaxies. Cette image fait 540 kpc de large par 600 kpc de long. Crédits : NASA, ESA, J. Lotz, M. Mountain, A. Koekemoer, HFF Team (STScI).

visés et des méthodes empruntées est détaillée à la section 1.8 de même que la déclaration de l’étudiant à la section 1.9.

1.2. LE MILIEU INTRA-AMAS

L’ICM est un plasma à faible densité (de 10^{-4} cm^{-3} en périphérie à 10^{-1} cm^{-3} au centre) et à haute température (typiquement de 10^7 à 10^8 K) composé principalement d’hydrogène et d’hélium ionisé, avec une faible fraction d’éléments plus lourds fortement ionisés (environ 1/3 de l’abondance solaire, e.g. McNamara & Nulsen 2007). Lorsqu’un électron libre de ce gaz passe près d’un ion, il est dévié et émet un photon d’énergie $\sim kT$, où k est la constante de Boltzmann et T la température du gaz. L’ICM émettra donc des rayons X dont l’énergie est de l’ordre de 0.5 à 10 keV. Ce mécanisme d’émission est appelé émission Bremsstrahlung (freinage ou décélération en allemand), ou émission libre-libre, car l’électron se déplace librement avant et après son interaction avec l’ion. Comme ce type d’émission n’implique pas de transitions entre les différents niveaux énergétiques des atomes, le spectre de l’émission Bremsstrahlung est continu. Ainsi, les amas de galaxies apparaissent comme de vastes sources diffuses de rayons X de luminosité allant de $L_X \sim 10^{43} \text{ erg s}^{-1}$ à $10^{45} \text{ erg s}^{-1}$.

Étant donné que le processus d'émission du Bremsstrahlung dans l'ICM est collisionnel, la puissance irradiée par unité de volume est proportionnelle au carré de la densité. La quantité d'émission rayons X permet donc de calculer la densité du ICM (e.g. McNamara & Nulsen 2007). En effet, la puissance par unité d'énergie par unité de volume de cette émission est proportionnelle à $n_e n_{ion} T^{-1/2} e^{-h\nu/kT}$, où $h\nu$ est l'énergie du photon et où n_e et n_{ion} sont les nombres d'électrons et d'ions par unité de volume. La décroissance exponentielle marquée à haute fréquence permet de trouver la température des électrons (e.g. Markevitch & Vikhlinin 2007). Différents processus atomiques dans l'ICM – excitation collisionnelle entre les ions et les électrons, recombinaison radiative, recombinaison diélectrique, excitation de résonance – produisent également des raies d'émission dans le domaine des rayons X, telles que les raies du fer Fe_{XXIV} et Fe_{XXV} entre 6.5 et 7.0 keV, et, à plus basse énergie, les raies créées par la transition K d'ions plus légers que le fer (tels que C, N, O, Ne, Mg, Si, S, Ar et Ca) de même que les transitions L des atomes de Fe et de Ni (e.g. Sarazin 1988; Peterson & Fabian 2006). Ces raies se superposent au continu produit par l'émission Bremsstrahlung.

Selon le théorème du viriel, l'énergie potentielle gravitationnelle d'un système lié, comme un amas de galaxies, et en équilibre quasistatique (le système doit être virialisé, c'est-à-dire dans un état stationnaire) est égale à deux fois l'énergie cinétique totale :

$$\langle U \rangle = -2 \langle K \rangle . \quad (1.1)$$

L'énergie totale du système, soit la somme de l'énergie potentielle et cinétique sera donc :

$$\langle E \rangle = \langle U \rangle + \langle K \rangle = \frac{1}{2} \langle U \rangle = - \langle K \rangle . \quad (1.2)$$

Ainsi, un amas de galaxies en équilibre aura une énergie totale négative. Cela signifie qu'en s'effondrant sous sa propre influence gravitationnelle l'énergie gravitationnelle du gaz du milieu intra-amas sera perdue et convertie en énergie cinétique. Ce processus est responsable de la haute température du ICM. Si les amas de galaxies sont bel et bien des systèmes en équilibre, alors la température T du ICM est donnée par le théorème du viriel, obtenue en égalant l'énergie cinétique d'une particule à son énergie thermique :

$$\frac{1}{2} \mu m_H \sigma^2 = \frac{3}{2} kT . \quad (1.3)$$

On a donc :

$$kT = \frac{1}{3} \mu m_H \sigma^2 , \quad (1.4)$$

où σ est la dispersion en vitesse des galaxies de l'amas, μ est la masse moléculaire moyenne et m_H est la masse de l'atome d'hydrogène. Cette corrélation est effectivement mesurée de façon observationnelle (e.g. Rosati et al. 2002) et indique que le gaz et les galaxies de l'amas partagent la même dynamique.

1.2.1. Refroidissement du milieu intra-amas

Le temps de refroidissement d'un plasma optiquement mince est défini comme l'enthalpie du gaz divisée par la perte d'énergie par unité de volume du plasma. L'enthalpie du gaz est donnée par la somme de l'énergie thermique du gaz ($\frac{3}{2}nkT$) et du travail effectué sur le gaz pendant le refroidissement (nkT) :

$$H = \frac{5}{2}nkT, \quad (1.5)$$

où n est le nombre de particules par unité de volume. Ainsi, le temps de refroidissement est donné par :

$$t_{cool} = \frac{\frac{5}{2}nkT}{n^2\Lambda} \approx 13.7\text{Ga} \left(\frac{T}{10^8\text{K}}\right) \left(\frac{\Lambda}{10^{-23}\text{erg cm}^{-3}\text{s}^{-1}}\right)^{-1} \left(\frac{n}{10^{-2}\text{cm}^{-3}}\right)^{-1}, \quad (1.6)$$

où Λ est la fonction de refroidissement (Peterson & Fabian, 2006). Ainsi, un plasma avec une densité plus grande que 10^{-2}cm^{-3} prendra moins de 13.7 Ga, soit l'âge actuel de l'Univers, pour se refroidir complètement. Comme la puissance irradiée par l'ICM par unité de volume est proportionnelle au carré de la densité, le temps de refroidissement dépendra du profil d'émission rayons X de l'amas. En général, les amas de galaxies se divisent en deux catégories selon leur profil d'émission en rayons X (voir figure 1.2) : les amas à cœur froid («*cool core cluster*» - CCC), dont l'émission rayons X est très forte au centre comparé aux régions externes, et les autres amas dont la distribution de luminosité n'est pas très piquée au centre. Les CCCs ont une densité centrale (< 100 kpc) de plus de 10^{-2}cm^{-3} et donc un temps de refroidissement très court (voir l'équation 1.6), souvent de moins de 1 Ga (McNamara & Nulsen 2012). Le mécanisme qui empêche le refroidissement total du ICM est présenté à la section 1.5.

1.3. LES GALAXIES CENTRALES DANS LES GROUPES ET LES AMAS DE GALAXIES

Les galaxies occupant le centre du potentiel gravitationnel d'un groupe ou d'un amas de galaxies sont des galaxies elliptiques (soit de type précoce, ou «*early-type*»), constituant généralement la galaxie la plus massive et la plus brillante de l'amas ou du groupe. Dans $\sim 20\%$ des cas, ces galaxies sont de type cD (Matthews et al., 1964), c'est-à-dire qu'elles possèdent une enveloppe étendue d'étoiles faisant jusqu'à ~ 100 kpc de diamètre (e.g. von der Linden et al. 2007). Les propriétés des BCGs/BGGs sont influencées à la fois par leur environnement, se trouvant au centre d'un amas, et par leur grande masse (e.g. von der Linden et al. 2007).

Environ 30% des BCGs possèdent des nébuleuses sous forme de filaments émettant des raies d'émission dans le domaine visible (voir figure 1.3, e.g. Crawford et al. 1999). Ce type de

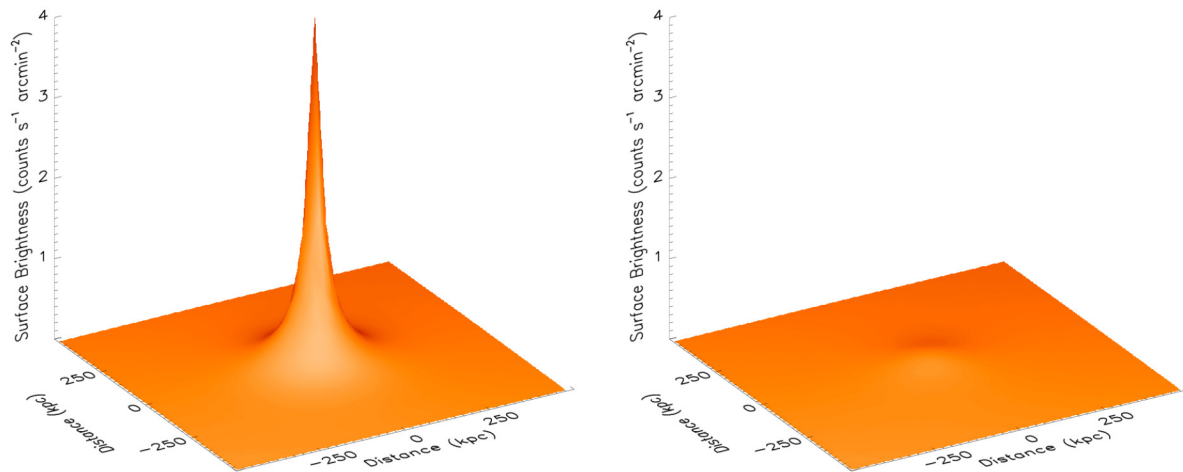


FIGURE 1.2. Représentations tridimensionnelles de la brillance de surface (en nombre de comptes par seconde par arcmin²) projetée en rayons X de deux amas de galaxies présentant les deux catégories d’amas selon leur profil d’émission en rayons X. Les profils ont été ajustés de sorte que les deux amas apparaîtraient à la même distance. Celui de gauche, Abell 2029, est un CCC, alors que celui de droite, Abell 2319 ne l’est pas (Million & Allen, 2009).

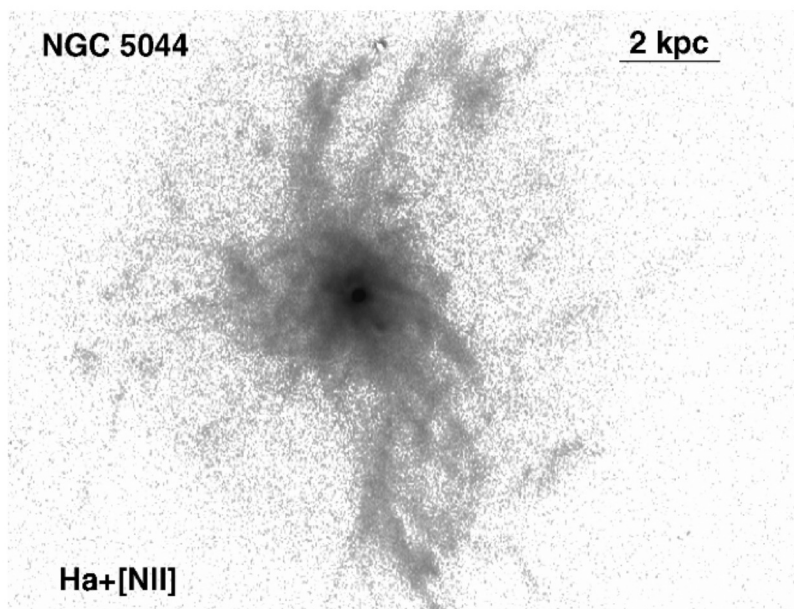


FIGURE 1.3. Image des filaments entourant la galaxie NGC 5044 ($z = 0.009$, $d = 31.2$ Mpc) visibles en H_{α} et en [NII] avec le Southern Astrophysical Research Optical Imager (Werner et al., 2014). NGC 5044 est la galaxie dominante du groupe de galaxies le plus brillant en rayons X du ciel (e.g. O’Sullivan et al. 2014).

nébuleuse se retrouve dans au moins $\sim 65\%$ des BCGs d’amas de galaxies à coeurs froids (e.g. McDonald et al. 2010). Ces filaments s’étendent entre ~ 5 et 100 kpc du coeur de la galaxie

hôte (e.g. Crawford et al. 1999) et font ~ 60 pc d'épaisseur (Fabian et al., 2008, 2016). Leur luminosité en H_α varient de 10^{40} à 10^{42} erg/s (e.g. Crawford et al. 1999). Des raies d'émission de gaz plus froid (atomiques et moléculaires, telles que des raies de CO, H₂, C[II] de même que celles des hydrocarbures aromatiques polycycliques, PAHs, e.g. Donahue et al. 2000; Salomé et al. 2006; Johnstone et al. 2007; Donahue et al. 2011; Salomé et al. 2011; Ho et al. 2009; Mittal et al. 2012; Lim et al. 2012) ainsi que de l'émission rayons X entre ~ 0.5 et 2 keV (e.g. Fabian et al. 2003b; Sanders & Fabian 2007) sont également détectés dans plusieurs cas, co-spatiale avec les filaments. La majorité de ces filaments est cependant dépourvu de formation stellaire (e.g. Canning et al. 2014). Leur spectre ne s'apparente pas à celui des régions H II, éliminant donc la photoionisation par les étoiles massives comme mécanisme d'ionisation principal (e.g. Heckman et al. 1989). Une source d'excitation plus probable est l'exposition à des particules énergétiques capables d'ioniser le gaz (e.g. les particules composant l'ICM, e.g. Sanders & Fabian 2007; Ferland et al. 2009). L'origine du gaz formant ces filaments est également sujet à débat. Ces derniers pourraient être condensés à partir du ICM (e.g. Voit et al. 2017; Gaspari et al. 2017) ou pourraient provenir de la galaxie centrale de l'amas, soulevés par le mécanisme de rétroaction du trou noir supermassif central (voir section 1.5) et stabilisés par les champs magnétiques (e.g. Hatch et al. 2006; Fabian et al. 2008).

1.4. LES NOYAUX ACTIFS DE GALAXIES

Formant environ 3% de la population des galaxies de l'univers local (e.g. Rosswog & Brüggen 2011), les galaxies actives se démarquent par leurs spectres qui diffèrent des galaxies normales, comme la Voie lactée, par la présence d'émission additionnelle. Il semble de plus qu'une très grande quantité d'énergie soit émise d'une région centrale très petite comparée à la taille de la galaxie (jusqu'à ~ 9 ordres de grandeur de différence) : le noyau actif de galaxie («*active galactic nuclei*» - AGN). Une galaxie dite active est donc une galaxie normale avec un AGN. Dans cette sous-section, les différentes composantes des noyaux actifs de galaxies seront décrites.

Les galaxies actives possèdent différentes caractéristiques observationnelles. Elles sont classifiées selon leurs propriétés spectrales (nombre et largeurs des raies), leurs luminosités et leurs variabilités dans plusieurs classes (seyfert type 1 et 2, galaxie radio, quasar, blazar). Toutes les galaxies actives ont en commun un AGN, source de leur activité, dont la petite taille ($\sim pc$) et la grande luminosité (jusqu'à mille fois plus lumineux que l'ensemble de la galaxie hôte dans le cas des AGNs les plus brillants, les quasars, e.g. Schneider 2006) sont les deux principales caractéristiques. Plusieurs évidences observationnelles montrent que l'origine de la puissance émise par les AGNs est un trou noir supermassif («*supermassive black hole*» - SMBH) accréant de la matière. La figure 1.4 montre l'un des premiers modèles d'unification des AGNs développés, expliquant simultanément plusieurs phénomènes observés dans les différents types d'AGNs (Urry & Padovani, 1995). L'idée générale de ce modèle est

que les AGNs ne diffèrent que par leur taux d'accrétion et par la direction à partir de laquelle ils sont observés. Les différentes composantes de ce modèle sont présentées dans les sous-sections suivantes.

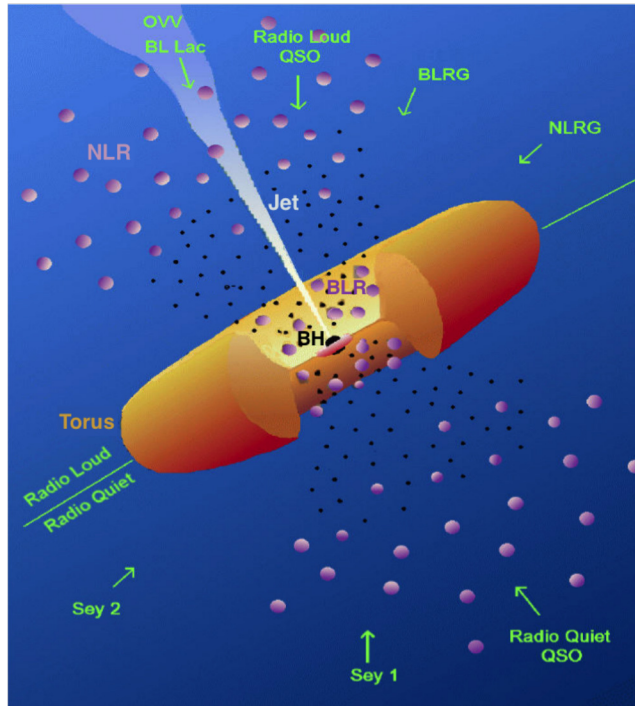


FIGURE 1.4. Cette figure montre l'un des premiers modèles d'unification des AGNs développé (Urry & Padovani, 1995). L'idée générale de ce modèle est que les différents types d'AGNs ne diffèrent que par leur taux d'accrétion et par la direction à partir de laquelle ils sont observés. Le SMBH est entouré d'un disque d'accrétion avec des jets propulsés perpendiculairement au disque. La région de raies larges («*broad-line*», BLR) se trouve au-delà et est encerclée d'un tore de gaz et de poussières tandis que la région de raies minces («*narrow-line*», NLR) s'étend plus loin. L'ensemble apparaît comme un noyau très brillant au coeur d'une galaxie normale, mais les jets, lorsqu'ils sont présents, peuvent s'étendre au-delà de la galaxie hôte et former des lobes visibles dans le domaine radio.

1.4.0.1. *Le trou noir supermassif*

Un trou noir est une région où la gravité est si forte qu'il faut atteindre une vitesse plus grande que celle de la lumière pour s'en échapper - ce qui est impossible. Pour un trou noir sans rotation et de masse M , la frontière d'une telle région est définie comme l'horizon des événements dont le rayon dans ce cas est appelé rayon de Schwarzschild :

$$R_S = \frac{2GM}{c^2} \approx 3 \left(\frac{M}{M_\odot} \right) km, \quad (1.7)$$

où $G = 6.674 \times 10^{-8} \text{cm}^3/(\text{g s}^2)$ est la constante gravitationnelle et M_\odot est la masse du soleil. Trois paramètres seulement sont nécessaires pour décrire un trou noir : sa masse, son moment

angulaire (le spin) et sa charge ; c'est le théorème «*no-hair*» (e.g. Ruffini & Wheeler 1971). Dans un contexte astrophysique, la charge est rapidement neutralisée lors du processus de formation. Ainsi, les trous noirs ne sont définis que par leur masse et leur spin. Dans le cadre de la relativité générale, la déformation de la géométrie de l'espace-temps autour d'un trou noir sans rotation, ou de toute masse sphérique, statique et non chargée entourée de vide, est décrite par la métrique de Schwarzschild (Schwarzschild, 1916). Sa généralisation à un trou noir en rotation et sans charge est la métrique de Kerr (Kerr, 1963). Une conséquence importante du spin d'un trou noir en termes d'implications sur les observations est l'effet relativiste de «*frame-dragging*». En raison du moment angulaire non nul, l'espace-temps de son voisinage est entraîné dans la direction du spin (e.g. Middleton 2016).

Les trous noirs peuvent exister dans un large éventail de masses, du micro trou noir (jamais détecté) au SMBH ($> 10^6 M_\odot$) occupant le centre des galaxies massives et composant environ 0.1% de leurs masses. Il y a de fortes évidences observationnelles pour l'existence d'un SMBH au centre de notre propre galaxie : Sagittarius A*, avec une masse de $4.02 \pm 0.16 \times 10^6 M_\odot$ (Boehle et al., 2016). Les trous noirs de masses intermédiaires («*intermediate-mass black holes*», IMBHs, e.g. Mezcua 2017) ont une masse se situant entre les trous noirs de masse stellaire et les SMBHs, soit entre $100 M_\odot$ et $10^6 M_\odot$. Pour l'instant seul des candidats IMBHs ont été identifiés au centre d'amas globulaires (e.g. Haggard et al. 2013) et quelques-uns ont été détectés dans des galaxies naines (e.g. Mezcua 2017).

Les observations des SMBHs suggèrent que leurs masses corrént avec la dispersion de vitesse de leur galaxie hôte et avec la luminosité des étoiles les entourant (voir figure 1.5) :

$$\frac{M_\bullet}{10^9 M_\odot} = \left(0.542^{+0.069}_{-0.061}\right) \left(\frac{L_{K,\text{bulge}}}{10^{11} L_{K\odot}}\right)^{1.21 \pm 0.09}, \quad (1.8)$$

$$\frac{M_\bullet}{10^9 M_\odot} = \left(0.309^{+0.037}_{-0.033}\right) \left(\frac{\sigma_e}{200 \text{ km s}^{-1}}\right)^{4.38 \pm 0.29}, \quad (1.9)$$

où M_\bullet est la masse du SMBH, $L_{K,\text{bulge}}$ la luminosité du bulbe dans la bande K et σ_e la dispersion de vitesse de la galaxie hôte à l'intérieur du rayon effectif englobant la moitié de la lumière totale émise par le bulbe galactique (Kormendy & Ho, 2013). Ceci implique l'existence d'une formation et d'une évolution commune malgré les neuf ordres de grandeur de différence dans leurs tailles, mais la nature de cette connexion n'est pas connue (e.g. Alexander & Hickox 2012). Des évidences observationnelles montrent que les SMBHs dont la masse $\gtrsim 10^{10} M_\odot$ ne suivent pas exactement ces relations, de sorte que les équations 1.8 et 1.9 sous-estiment leurs masses (e.g. McConnell et al. 2011; Hlavacek-Larrondo et al. 2012; Mezcua et al. 2018). Il existe également une corrélation entre la luminosité dans le domaine radio ainsi que des rayons X et la masse du trou noir : c'est le plan fondamental de l'accrétion des trous noirs (voir figure 1.6). Cette corrélation s'étend à toute la gamme de masse des trous noirs, du trou noir stellaire au SMBH.

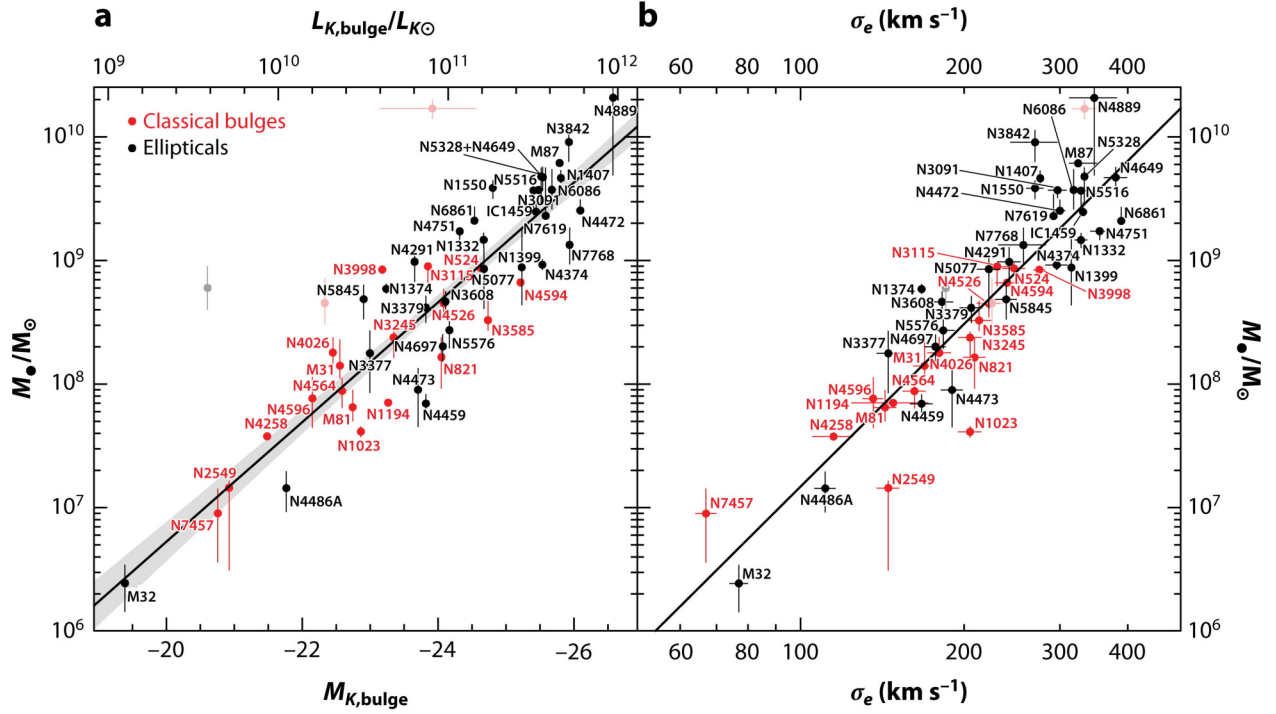


FIGURE 1.5. Corrélations entre la masse mesurée des SMBHs (M_{\bullet}) et la luminosité ($L_{K,\text{bulge}}$) ou la magnitude absolue ($M_{K,\text{bulge}}$) des galaxies en bande K ainsi que la dispersion de vitesse (σ_e) de la galaxie hôte à l’intérieur du rayon effectif englobant la moitié de la lumière totale émise par le bulbe galactique (Kormendy & Ho, 2013). Les galaxies elliptiques sont indiquées en noir sur les graphiques alors que les galaxies avec des bulbes classiques (similaires aux galaxies elliptiques mais avec une composante de disque) sont en rouge.

1.4.0.2. Les jets

Principalement visibles dans le domaine des ondes radio (~ 1 GHz) par émission synchrotron (voir section 1.4.0.7), les jets sont formés de plasma énergétique fortement collimaté se déplaçant à une vitesse relativiste. Ils seraient formés par l’extraction d’énergie et de moment angulaire du disque d’accrétion par les champs magnétiques générés par la rotation du disque (e.g. Blandford & Znajek 1977; Blandford & Payne 1982). Deux types de galaxies actives (les quasars et les radiogalaxies) peuvent posséder des jets, s’étendant parfois sur plusieurs centaines de kpc du noyau. Étant donné que les particules formant les jets se déplacent à une vitesse relativiste, un effet de rayonnement relativiste («*relativistic beaming*») est visible dans certains cas, lorsque l’angle entre la ligne de visée et les jets est petit. Un seul jet sera alors visible.

1.4.0.3. Le disque d’accrétion

Dû à la viscosité, la matière du disque d’accrétion autour du SMBH perd peu à peu son moment angulaire et spirale vers l’intérieur. Par conservation d’énergie, cette énergie

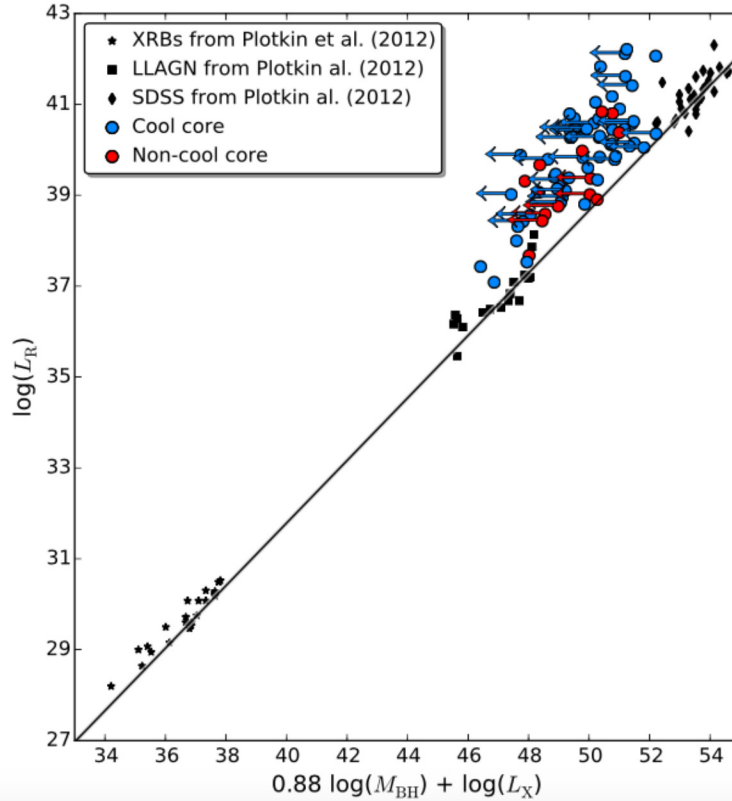


FIGURE 1.6. Le plan fondamental de l'accrétion des trous noirs montrant la corrélation entre L_R , la luminosité dans le domaine radio, ainsi que L_X , la luminosité rayons X et M_{BH} , la masse du trou noir (Mezcua et al., 2018). Les points colorés indiquent les mesures présentées dans Mezcua et al. (2018) pour les trous noirs supermassifs au centre des BCGs dans deux types d'amas. Les CCCs sont en bleu et les amas qui ne possèdent pas de coeurs froids sont en rouge. Les symboles en forme d'étoile noire sont des binaires X (*X-ray binaries*, XRBs), alors que les AGNs à basse luminosité (low-luminosity AGN, LLAGN) sont représentés par les symboles carrés. Les symboles diamants sont des sources BL Lacertae, un type de blazar, du recensement *Sloan Digital Sky Survey* (SDSS).

gravitationnelle perdue se convertit en énergie thermique, réchauffant le gaz. Le disque d'accrétion atteindra une température élevée ($\sim 10^5$ K, e.g. Netzer 2013) et deviendra lumineux. Le maximum du spectre de cette émission est dans l'ultraviolet (UV) et est responsable du «*big blue bump*» (voir figure 1.7). L'émission provenant du disque d'accrétion s'étend jusqu'à environ 100 à 1000 fois le rayon de Schwarzschild du SMBH, soit typiquement 0.01 pc.

1.4.0.4. Le tore de poussière et de gaz

Un tore de gaz moléculaire et de poussière entoure le disque d'accrétion. Les particules de poussière sont réchauffées par la radiation provenant du noyau et irradient cette énergie reçue selon le spectre d'un corps noir à une température de 20-80 K. Selon la loi de Wien,

ce spectre atteint un maximum à λ_{max} donné par :

$$\lambda_{max} = \frac{0.00290 \text{ m K}}{T}, \quad (1.10)$$

où 0.00290 m K est la constante de proportionnalité reliant cette longueur d’onde à l’inverse de la température d’un corps noir. Ainsi, le tore de poussière convertit l’émission UV et rayons X du disque d’accrétion en radiation infrarouge (IR), créant un pic dans le spectre de la distribution d’énergie (le «*IR bump*», à 60-150 μm , voir figure 1.7). Comme la poussière du tore se sublime à une température de plus de 2000 K, il n’y a plus d’émission IR à $\lambda \leq 1\mu\text{m}$. Typiquement, le rayon interne du tore est de ~ 1 pc, soit 3 à 4 ordres de grandeur plus grand que la région d’émission du disque d’accrétion, et s’étendant jusqu’à $\sim 50 - 100$ pc.

1.4.0.5. *Broad-line region*

La région de raies larges (*broad-line region*, BLR) est constituée de nuages entourant le trou noir, remplissant le centre du tore de poussière jusqu’à un rayon de $\sim 10^{14}$ m, ce qui donne une vitesse orbitale autour du trou noir de l’ordre de plusieurs milliers de km/s. Ces nuages sont exposés à l’intense radiation du centre (la poussière s’étant vaporisée à cette distance) et seront chauffés à une température de l’ordre de 10^4 K. Selon le modèle d’unification des AGNs, tous les AGNs ont une BLR, mais celle-ci serait parfois obscurcie par le tore de poussière. L’émission provenant de cette région varie dans le temps avec une période typique de quelques dizaines de jours (e.g. Rosswog & Brüggen 2011). Cette période est interprétée comme le temps pris à la radiation du centre pour se rendre à la BLR. Ainsi, il est possible de déduire sa taille (r). La vitesse du gaz v autour du centre est mesurée à partir de la largeur des raies et la masse M de l’objet central est alors donnée par :

$$M = v^2 r / G. \quad (1.11)$$

C’est la technique du *reverberation mapping* qui permet de déduire la structure (la taille r et la masse M) et la dynamique (la vitesse v) du système, en se basant sur le spectre de la BLR (e.g. Netzer 2013; Jones et al. 2015).

1.4.0.6. *Narrow-line region*

La région de raies minces (*narrow-line region*, NLR) est beaucoup plus éloignée du centre et les vitesses y sont plus faibles, typiquement de 200–900 km s^{-1} . Située à l’extérieur du tore de poussière, elle n’est jamais obscurcie et devrait donc toujours être visible, peu importe le point de vue. De plus, cette région ne possède pas de frontières bien définies et peut s’étendre jusqu’à plusieurs kpc du centre du AGN (e.g. Netzer 2013). Elle est composée de gaz interstellaire ionisé par le rayonnement de l’objet central (e.g. Rosswog & Brüggen 2011).

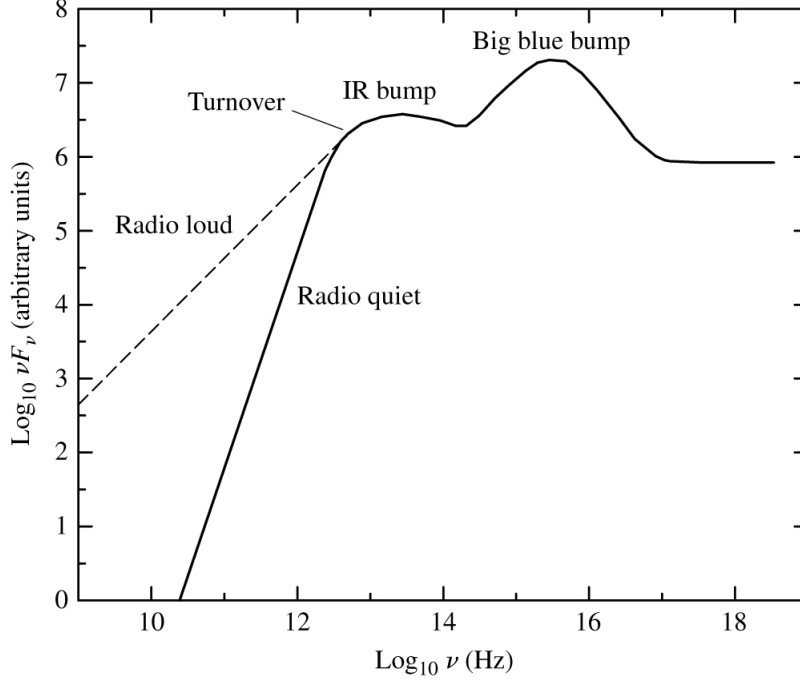


FIGURE 1.7. La distribution spectrale d'énergie («*spectral energy distribution*» - SED, soit le produit de la fréquence ν et de la densité de flux F_ν , dans des unités arbitraires, en fonction de la fréquence ν en Hz) typique de l'émission continue d'un AGN est représentée schématiquement dans cette figure. Certains AGNs sont plus brillants que d'autres dans le domaine radio («*radio loud*» vs «*radio quiet*»). À basses fréquences, le plasma d'électrons devient opaque à sa propre radiation synchrotron («*synchrotron self-absorption*»), responsable du changement de pente dans la SED (le «*turnover*»). Source : Carroll & Ostlie (2006).

1.4.0.7. Le spectre des noyaux actifs de galaxies

Le spectre d'une galaxie est formé par la somme du spectre des étoiles, du gaz et de la poussière. La matière sombre, bien que principal constituant de la galaxie, n'y contribue pas. Dans le cas d'une galaxie active, ce spectre reçoit également la contribution du noyau actif, y ajoutant des caractéristiques additionnelles. D'abord, plusieurs raies d'émission sont plus fortes et plus larges à cause de la présence de davantage de gaz très chaud et en mouvement rapide au centre. En effet, la largeur $\Delta\lambda$ d'une raie spectrale à une longueur d'onde λ donnée par la largeur à mi-hauteur («*full width at half maximum*» ou FWHM) est le résultat du mouvement de la source par rapport à l'observateur («*Doppler broadening*») dans la ligne de visée à une vitesse v : $\Delta\lambda/\lambda = v/c$, lorsque $v \ll c$. Le spectre des noyaux actifs de galaxies ne suit pas le spectre corps noir typique des étoiles, c'est plutôt un spectre non thermique qui s'étend des fréquences radio ≤ 100 MHz aux rayons gamma à des fréquences $> 10^{22}$ Hz, soit plus de 100 MeV (e.g. Rosswog & Brüggem 2011). En résumé, quatre principaux mécanismes d'émission expliquent le continuum d'émission des AGNs :

- les rayons X et gamma sont principalement causés par les électrons relativistes du gaz chaud entourant le disque d'accrétion qui diffuse les photons UV et optique à de plus hautes fréquences (effet Compton inverse),
- l'optique et l'UV proviennent de l'émission thermique du disque d'accrétion et du gaz chaud l'entourant,
- l'émission thermique en IR provient principalement du tore de poussière chaud réchauffé par la source centrale,
- l'émission radio est dominée par l'émission synchrotron dans les jets.

Dans le contexte des amas de galaxies, le spectre de la distribution d'énergie en radio de la galaxie dominante centrale peut être paramétré par des lois de puissance $S_\nu \propto \nu^\alpha$, où α est l'indice spectral et S_ν la densité de flux énergétique. La valeur de α varie typiquement de -2 à 0.5. Un spectre décrit par une loi de puissance avec un indice spectral constant est caractéristique de l'émission synchrotron, produite par l'accélération des électrons relativistes dans un champ magnétique. Lorsque la distribution d'énergie de ces électrons suit une loi de puissance $n(E) \propto E^{-p}$, alors la radiation émise par chaque électron produira une émission synchrotron suivant également une loi de puissance $S_\nu \propto \nu^\alpha$ dont l'exposant est relié au spectre de l'énergie (e.g. Burke & Graham-Smith 2010) :

$$\alpha = (1 - p) / 2 . \tag{1.12}$$

À mesure que les électrons relativistes émettent de la radiation synchrotron et perdent de l'énergie, il y a de moins en moins d'électrons très énergétiques. Par conséquent, la valeur de l'indice spectral α diminue (devient plus négative). La valeur de α donne donc un indice sur l'âge de la population d'électrons. Ainsi, l'AGN aura un indice spectral entre -0.5 et 0.5 alors que les jets auront plutôt un indice spectral ≈ -1 (e.g. Carilli et al. 1991). En général, le spectre de la distribution d'énergie en radio des BCGs peut être séparé en deux composantes principales (e.g. Hogan et al. 2015, voir figure 1.8) : une composante «*core*» attribuée à l'activité courante dans l'AGN (avec un spectre plutôt plat, $\alpha > -0.5$) et une composante «*non-core*» ou «*steep*» avec $\alpha < -0.5$ qui comprend l'émission des lobes et de l'activité passée de l'AGN.

1.5. LA RÉTROACTION DES NOYAUX ACTIFS DE GALAXIES

Le refroidissement rapide du ICM introduit à la section précédente (section 1.2) mène à un problème observationnel important. En effet, s'il n'y a pas de source d'énergie pour compenser ce refroidissement, l'ICM perdrait continuellement son énergie à force d'émettre de la radiation. Éventuellement, il ne pourrait plus supporter la couche de gaz externe et un mouvement vers le centre appelé «*écoulement de refroidissement*» («*cooling flow*») en découlerait. Cet afflux de gaz ferait augmenter la densité centrale et abaisser le temps de refroidissement

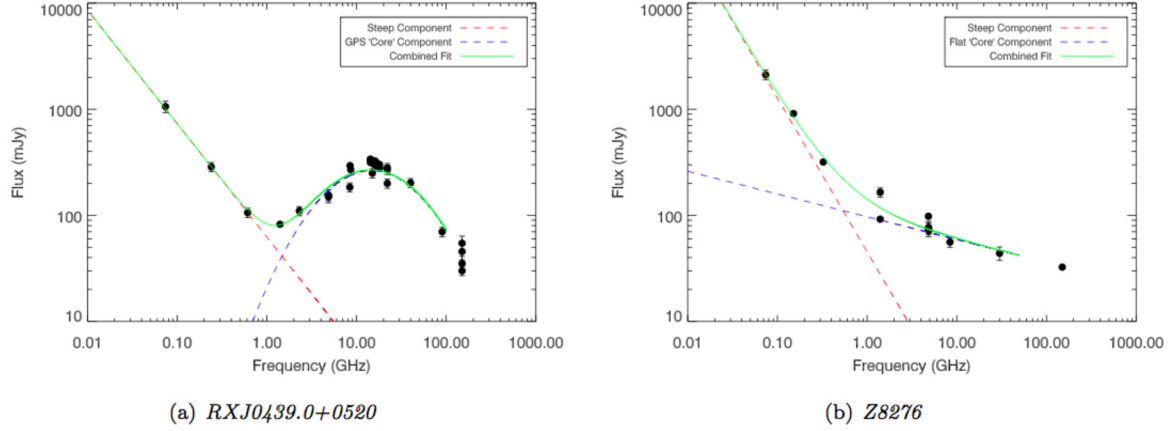


FIGURE 1.8. Deux exemples de distribution d'énergie spectrale de BCG dans le domaine radio. La densité de flux S en $\text{Jy} = 10^{-23} \left[\text{erg} / \text{s cm}^2 \text{Hz} \right]$ y est tracée en fonction de la fréquence ν en GHz, à ne pas confondre avec le graphique de la figure 1.7 aussi désigné comme SED mais où l'axe des ordonnées est νS en $\left[\text{erg} / \text{s cm}^2 \right]$. La composante «core» est identifiée avec le trait bleu pointillé alors que la composante «non-core» est en pointillée rouge. La somme des deux composantes est identifiée avec le trait vert. Source : Hogan et al. (2015).

radiatif par le fait même (voir équation 1.6). Lorsque la température passerait sous $10^4 K$, il y aurait condensation du gaz au centre des amas, formant des étoiles à un taux de plusieurs centaines à des milliers de masses solaires par année. Les observations démontrent par contre que la quantité d'étoiles et de gaz froid visible est significativement inférieure à ces valeurs attendues (environ 1% du taux attendu, e.g. Johnstone et al. 1987; McNamara & O'Connell 1989; Voit & Donahue 1995; Donahue et al. 2000; Edge 2001; McDonald et al. 2018). Cette incompatibilité entre les observations et la théorie est appelé «problème d'écoulement de refroidissement» («*cooling-flow problem*»). Certains modèles suggèrent qu'une distribution inhomogène de la métallicité du ICM de l'amas à petite échelle ($< \text{kpc}$) soit responsable de l'absence d'observations de plusieurs raies d'émission à $\lesssim 1 \text{keV}$ (e.g. les raies de Fe_{XVII} à 15 et 17Å, e.g. Fabian et al. 2001). Il semble par contre que cette explication soit insuffisante pour reproduire les spectres observés (e.g. Glenn Morris & Fabian 2003). Un autre type de solution proposée est la présence d'un mécanisme réchauffant le gaz et balançant son refroidissement. Par exemple, la conduction thermique entre les couches d'atmosphère externes plus chaudes de l'amas et les couches centrales plus froides pourrait prévenir le refroidissement total du gaz (e.g. Tucker & Rosner 1983; Bertschinger & Meiksin 1986; Gaetz 1989). En revanche, ce processus ne semble pas être suffisant pour maintenir l'équilibre dans le cas de tous les amas de galaxies (e.g. Voigt & Fabian 2004). Parmi toutes les solutions proposées au problème du «*cooling flow*», le candidat principal est la rétroaction du noyau actif de la galaxie, ou «*AGN feedback*».

Le consensus général est que le SMBH accréant de la matière au centre de la BCG alimente en énergie l’amas à un taux balançant ses pertes radiatives. En effet, selon plusieurs évidences observationnelles, il semblerait que l’énergie libérée par l’accrétion de matière sur un trou noir dépende du taux d’accrétion tel que décrit qualitativement à la figure 1.9 (e.g. Churazov et al. 2005). À de faibles taux d’accrétion, une fraction significative de la puissance émise est sous forme de jets alors que l’efficacité radiative est basse. Une transition de mode s’effectue à un taux d’accrétion de l’ordre de $\sim 10^{-2} - 10^{-1} \dot{M}_{\text{Edd}}$ ¹. Au-delà de ce taux d’accrétion, la puissance des jets diminue de façon substantielle et l’efficacité radiative atteint une fraction fixe d’environ 10% de $\dot{M}c^2$, où \dot{M} est le taux d’accrétion et c est la vitesse de la lumière (Churazov et al., 2005). Ce mécanisme se produirait donc selon deux modes principaux dépendamment du taux d’accrétion du SMBH : le mode *radiatif* ou *quasar*, qui opère lorsque le trou noir accrète à un taux près de la limite d’Eddington, et le mode *cinétique* (ou *radio*) qui opère lorsque le SMBH accrète à un taux $< 10^{-2} - 10^{-1} \dot{M}_{\text{Edd}}$ et possède de puissants jets de particules (voir section 1.5.1). Ces jets chauffent l’ICM et préviennent son refroidissement. Le mode radiatif agirait surtout dans les AGNs jeunes ($z \gtrsim 1$) lorsqu’ils sont au stade de quasar et que le taux d’accrétion du trou noir est élevé (e.g. Churazov et al. 2005; Hopkins et al. 2006). C’est d’ailleurs au cours de cette période qu’ils auraient accréte la majorité de leur masse. Les SMBHs situés dans l’Univers local ont plutôt des taux d’accrétion sous $10^{-2} \dot{M}_{\text{Edd}}$ (e.g. Churazov et al. 2005; Fabian 2012). À ces taux d’accrétion peu élevés, c’est un réchauffement mécanique, plutôt que radiatif, qui serait à l’oeuvre (e.g. Churazov et al. 2005; Russell et al. 2013). Selon Hlavacek-Larrondo et al. (2015), ce mode radio aurait opéré dans les amas de galaxies les plus massifs depuis près de la moitié de l’âge de l’univers ($z \sim 0.8$, soit 7 Ga). Dans le cas des deux objets (l’amas de Persée et le groupe de galaxie NGC 4472) sur lesquels porte cette thèse, c’est ce mode de rétroaction qui agit. Ce dernier est décrit dans la sous-section suivante.

1.5.1. Mode cinétique (ou radio) de rétroaction des noyaux actifs de galaxies

Le mode cinétique, ou radio, de rétroaction du SMBH dans les groupes et les amas de galaxies est directement observable dans les observations rayons X du gaz intra-amas/groupe. Les observations rayons X du *Einstein Observatory* de l’amas de Persée furent les premières à montrer la présence de perturbations dans l’ICM (Branduardi-Raymont et al., 1981). Par la suite, les images rayons X de l’amas de Persée et de Cygnus A de l’observatoire ROSAT ont permis d’associer ces perturbations à la présence de cavités remplies d’émission radio, montrant une interaction claire entre l’AGN et l’ICM (Böhringer et al., 1993; Carilli et al., 1994). Grâce aux observations du télescope *Chandra*, ces cavités, aussi appelées bulles, ont

1. Le taux d’accrétion d’Eddington est donné par $\dot{M}_{\text{Edd}} = L_{\text{Edd}}/\epsilon c^2$, où ϵ est l’efficacité du système à convertir l’énergie gravitationnelle en radiation et L_{Edd} la luminosité d’Eddington, soit la luminosité maximale qu’il peut maintenir.

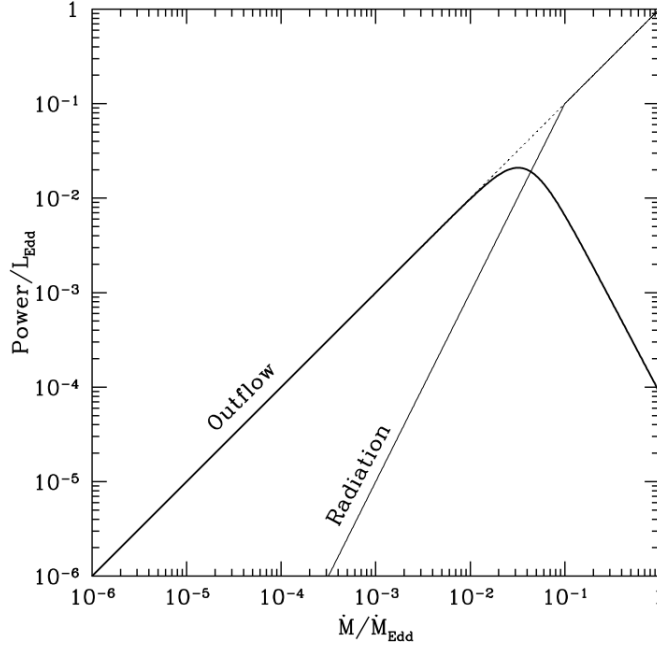


FIGURE 1.9. Graphique schématique de l'énergie émise par un trou noir normalisée par la luminosité d'Eddington en fonction du taux d'accrétion normalisé par le taux d'accrétion d'Eddington. L'énergie est émise selon deux façons différentes : sous forme de jets, ou «*outflows*», ou sous forme de radiation. Source : Churazov et al. (2005).

été détectées dans la plupart des amas brillants en rayons X dont le temps de refroidissement radiatif central est sous les 3 milliards d'années (les amas à cœur froid, e.g. McNamara & Nulsen 2007; Fabian 2012; McNamara & Nulsen 2012). Ces cavités ont habituellement une forme elliptique (voir figure 1.10), sont souvent visibles par paires et montrent une baisse d'environ 20 à 40 % de la brillance de surface en rayons X à ce rayon. Cette baisse correspond à la valeur attendue, considérant des cavités vides entourées d'une atmosphère de gaz rayons X avec un profil suivant le modèle β isotherme (Cavaliere & Fusco-Femiano, 1978), un modèle typiquement utilisé pour modéliser la distribution de gaz dans les amas et les groupes de galaxies (e.g. Fabian et al. 2000; McNamara et al. 2000). La taille de ces cavités varie de quelques kpc de diamètre (e.g. dans M87 Forman et al. 2005) à ~ 200 kpc dans les amas Hydra A (e.g. Wise et al. 2007) et MS 0735.6+7421 (e.g. Vantyghem et al. 2014). Il est possible d'estimer l'âge de ces cavités de trois façons différentes (e.g. McNamara & Nulsen 2007). D'abord, $t_{buoyancy}$ est le temps pris par la bulle pour atteindre sa vitesse de remontée finale. Cette vitesse est déterminée par l'équilibre entre la poussée de la flottabilité et la traînée s'opposant au mouvement de la bulle :

$$t_{buoyancy} = R \sqrt{\frac{SC}{2gV}}, \quad (1.13)$$

où R est la distance entre l'AGN et le centre de la bulle, S est l'aire de la section transversale de la bulle ($S = \pi R_W^2$, où R_W est l'axe semi-majeur de la cavité perpendiculaire à la ligne connectant l'AGN central et la cavité, soit la direction du jet), C est le coefficient de traînée ($C \sim 0.75$, e.g. Churazov et al. 2001), g est l'accélération gravitationnelle locale ($g = GM(< R)/R^2$, où $G = 6.674 \times 10^{-8} \text{cm}^3/(\text{g s}^2)$ est la constante gravitationnelle et $M(< R)$ la masse comprise à l'intérieur d'un rayon de R) et V est le volume de la cavité. Ensuite, t_{refill} est le temps que prend la bulle pour parcourir une distance égale à son diamètre à partir du repos :

$$t_{refill} = 2\sqrt{\frac{r}{g}}, \quad (1.14)$$

où r est son rayon. Enfin, t_{cs} est le temps pris par la bulle pour se rendre à sa position actuelle en se déplaçant à la vitesse du son :

$$t_{cs} = \frac{R}{c_s}, \quad (1.15)$$

où c_s est la vitesse du son ($c_s = \sqrt{\gamma kT/(\mu m_H)}$, où kT est la température du ICM à la position de la cavité, le rapport entre les capacités thermiques massiques est $\gamma = C_P/C_V = 5/3$ pour un gaz idéal monoatomique, la masse moléculaire moyenne est $\mu = 0.62$ et m_H est la masse de l'atome d'hydrogène). Il est difficile de déterminer quelle estimation devrait être employée, mais les trois approximations sont du même ordre de grandeur. Pour la majorité des cavités observées, $t_{cs} < t_{buoyancy} < t_{refill}$ (e.g. McNamara & Nulsen 2007).

La présence de ces cavités dans l'atmosphère chaude des groupes et des amas de galaxies offre l'opportunité unique de calculer la puissance des jets relativistes de l'AGN. L'ICM/IGM agit alors comme un calorimètre. L'énergie emmagasinée dans une cavité (son enthalpie) est donnée par la somme de son énergie interne $pV/(\gamma - 1)$ et le travail fourni pour gonfler ces bulles, donné par son volume multiplié par la pression (pV). Considérant le gaz contenu dans la cavité et provenant des jets relativistes de l'AGN comme un fluide relativiste (dont le rapport entre les capacités thermiques massiques $\gamma = C_P/C_V = 4/3$), l'énergie emmagasinée dans une bulle est donc $E = \gamma pV/(\gamma - 1) = 4pV$ (e.g. Churazov et al. 2002). Cette énergie varie typiquement de 10^{55} à 10^{61} erg (e.g. McNamara & Nulsen 2007; Fabian 2012). De plus, la puissance des jets est donnée par $P_{jet} = E/t_{age}$, variant typiquement de 10^{40} à 10^{46} erg/s (e.g. Fabian 2012). En comparant cette puissance à la luminosité rayons X de plusieurs systèmes, il semble que l'énergie libérée par l'AGN central est suffisante pour compenser les pertes radiatives (voir figure 1.11, e.g. Bîrzan et al. 2004; Rafferty et al. 2006; Allen et al. 2006; Hlavacek-Larrondo 2012; McNamara & Nulsen 2007, 2012; Hlavacek-Larrondo et al. 2015). Le ou les mécanismes permettant cet échange d'énergie sont par contre encore mal compris (e.g. Fabian 2012). Tel que seront présentés à la section 1.6, il existe différents types de perturbations dans les amas et les groupes de galaxie, ce sont des environnements



FIGURE 1.10. Image composite du centre de l’amas de galaxies Hydra A ($z = 0.055$). L’émission rayons X du ICM (en bleu sur l’image) montre la présence de cavités remplies d’émission radio (en rose sur l’image). L’image fait 310 kpc de large. Une autre paire de cavités encore plus grandes se trouvent à $\sim 100 - 200$ kpc du centre (Wise et al., 2007). Crédits : NASA/CXC/U.Waterloo/C.Kirkpatrick et al. ; NSF/NRAO/VLA ; Canada-France-Hawaii-Telescope/DSS

dynamiques. Certaines de ces perturbations pourraient diffuser l’énergie des jets, concentrée au centre et distribuée de façon anisotrope, dans tout le système. Ainsi, la turbulence du ICM/IGM (e.g. Zhuravleva et al. 2014), les ondes sonores se propageant dans le gaz chaud (voir section 1.6.1, e.g. Fabian et al. 2003a) ou bien les chocs (voir section 1.6.1) sont plusieurs possibilités de perturbations pouvant agir comme moyen de transport de cette énergie.

1.6. LES PERTURBATIONS DANS LES GROUPES ET LES AMAS DE GALAXIES

Les amas de galaxies sont des environnements dynamiques : ils sont constamment perturbés, d’une part par le noyau actif de la galaxie centrale (perturbations internes) et d’autre part par l’interaction avec d’autres galaxies (perturbations externes). Ces perturbations peuvent laisser leurs empreintes dans l’émission rayons X observée. C’est donc souvent à partir des observations dans ce domaine de longueur d’onde que l’on peut déduire l’état

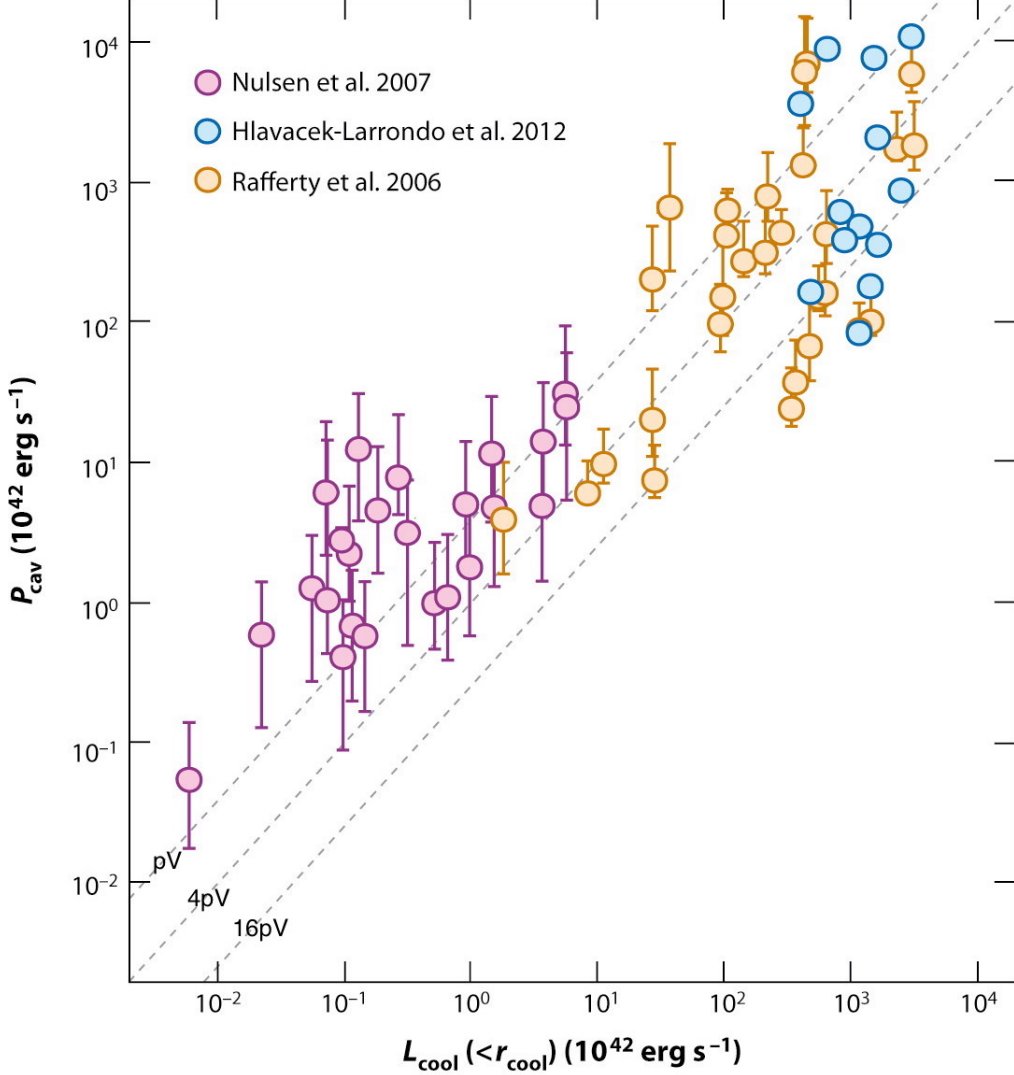


FIGURE 1.11. La puissance des jets, calculée à partir de l'énergie emmagasinée dans les cavités ($P_{cav} = E/t_{\text{âge}}$), est comparée à la luminosité rayons X à l'intérieur de la région dont le temps de refroidissement est inférieur à 7 milliards d'années ($L_{cool}(< r_{cool})$), pour plusieurs amas, groupes et galaxies elliptiques (Fabian, 2012). Les traits pointillés dénotent $P_{cav} = L_{cool}$ considérant que l'enthalpie totale des cavités est pV , $4pV$ ou $16pV$.

dynamique d'un groupe ou d'un amas de galaxies. Dans les sous-sections suivantes, les différents types de perturbations et leur impact sur l'environnement des groupes/amas de galaxies seront décrits.

1.6.1. Perturbations internes

Lorsque la galaxie centrale dominante d'un groupe ou d'un amas de galaxies est dite active, c'est-à-dire qu'elle possède un noyau actif de galaxies (voir section 1.4), celle-ci aura un impact sur son environnement à grande échelle (\sim des centaines de kpc), soit sur toute la partie centrale du groupe ou de l'amas de galaxies. Tel que discuté auparavant (voir section

1.5), de larges cavités se forment dans le gaz chaud intra-amas/groupe, remplies de particules relativistes émettant de l'émission radio. Selon le stade d'évolution des cavités, elles auront un impact différent sur le gaz rayons X les entourant (e.g. Heinz 2014). Le premier stade d'interaction entre les jets et l'ICM est la phase où les jets percent l'ICM, créant des arcs de chocs («*bow shocks*») dans l'ICM. La deuxième phase est celle de la formation des cavités, qui sont d'abord en expansion supersonique, alors que le plasma relativiste est transporté le long des jets. La pression interne de ce gaz pousse l'ICM pour créer des cavités. Un choc sous forme de coquille entoure alors les cavités. Lorsque l'expansion de la cavité devient sous-sonique (la vitesse d'expansion de la bulle devient plus faible que la vitesse du son), il s'agit de la troisième phase : la bulle se détache et flotte vers la périphérie du groupe ou de l'amas de galaxies. Ce processus de flottaison est alors le même que celui d'une bulle d'air dans un liquide remontant vers la surface.

Plus d'une paire de cavités peut être visible dans l'émission rayons X d'un groupe ou d'un amas de galaxies (par exemple dans le groupe de galaxies dominé par NGC 5813 e.g. Randall et al. 2015, ou dans le cas de l'amas de Persée e.g. Branduardi-Raymont et al. 1981; Fabian et al. 1981; Churazov et al. 2000). À mesure que la cavité vieillit et s'éloigne du centre, il est de plus en plus difficile de la détecter. D'une part, les particules relativistes qui la remplissent perdent en énergie à force d'émettre de l'émission radio et ne sont plus visibles qu'à très basse fréquence ($<1\text{GHz}$). D'autre part, l'émission rayons X, proportionnelle à la densité du gaz au carré, est plus faible aussi loin du centre et il devient plus difficile de détecter des baisses en brillance de surface. Ces cavités sont appelées cavités fantômes («*ghost bubbles*»). Ce processus continu de formation de bulles par le SMBH de la galaxie dominante peut également générer des ondes sonores se propageant dans l'ICM (voir figure 1.13, e.g. Fabian et al. 2003a).

1.6.2. Perturbations externes

Il existe plusieurs types de perturbations externes dépendamment de la source de la perturbation. Les deux principaux types de perturbations externes seront décrits dans la section suivante.

1.6.2.1. Chocs dans les fusions d'amas et de groupes de galaxies

Les chocs observés dans l'émission rayons X des groupes et amas de galaxies se trouvent non seulement à l'occasion autour des cavités, mais également à plus grande échelle, dans les amas perturbés. En effet, sous l'effet de la fusion de deux amas (ou d'un amas avec un groupe assez massif), les deux composantes de gaz intra-amas entrent en collision et créent des chocs (voir figure 1.14). Selon l'angle d'inclinaison de cette collision par rapport à la ligne de visée, le rapport de masse entre les deux amas (ou entre le groupe et l'amas) ainsi que le temps écoulé depuis le début du processus de fusion, la forme, le nombre et la force des

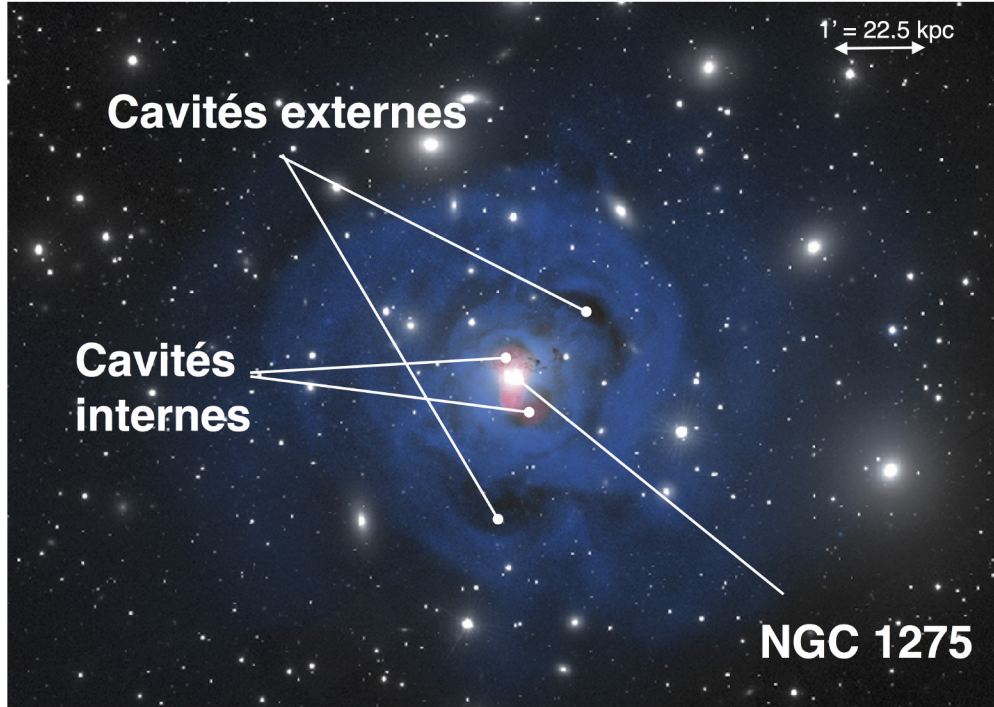


FIGURE 1.12. Image composite (crédit : Maxime Pivin-Lapointe) de l’amas de Persée à partir d’une mosaïque de SDSS en bande i (en blanc sur l’image), d’observations rayons X entre 0.3 et 7 keV du télescope *Chandra* (en bleu, Fabian et al. 2011) et du télescope radio *Very Large Array* (VLA) à 328 MHz (en rose, NRAO/VLA/G. Taylor). Deux paires de cavités sont visibles, internes et externes. Ces dernières sont des cavités fantômes. Les cavités internes sont remplies par l’émission radio à haute fréquence mais pas les cavités externes.

chocs varieront. Ces structures constituent donc un outil pratique pour diagnostiquer l’état dynamique d’un système perturbé. Les chocs apparaissent dans les observations rayons X comme des changements nets de brillance en rayons X en forme d’arc. Un saut en densité et en température est observé le long du choc, le côté plus dense, vers l’intérieur de l’arc, étant plus chaud. Le nombre de Mach ($M \equiv v/c_s$, où c_s est la vitesse du son dans le gaz et v la vitesse du gaz à la surface du choc) de ces chocs est faible, typiquement $M \lesssim 3$, où M est le nombre de Mach (Markevitch & Vikhlinin, 2007). La vitesse du son dans le ICM est de ~ 1000 km/s, selon la formule $c_s = \sqrt{\gamma kT/(\mu m_H)}$ définie à la section 1.5.1, avec $\gamma = 5/3$, $\mu = 0.62$ et kT de l’ordre du keV. Ainsi, la vitesse du gaz à la surface des chocs dans le ICM est typiquement $\lesssim 3000$ km/s.

1.6.2.2. *Mouvements d’oscillation ou «sloshing»*

D’autres structures en apparence similaire au chocs ont également été trouvées au coeur des amas de galaxies. Il s’agit de fronts froids, apparaissant comme des changements abrupts de brillance en rayons X en forme d’arc, mais dont le saut en température observé est opposé

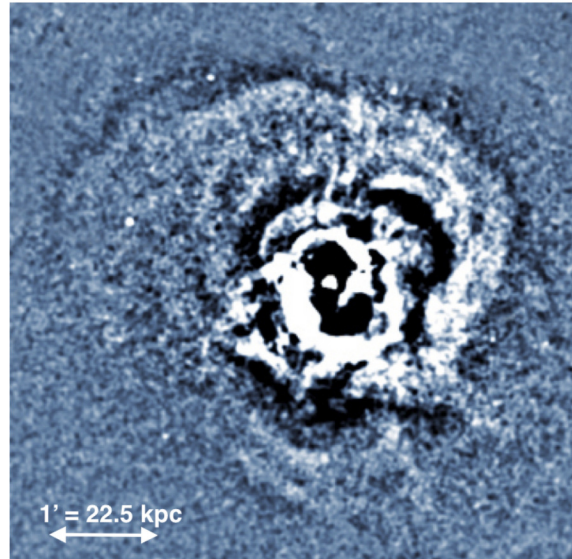


FIGURE 1.13. Image rayons X entre 0.3 et 7 keV (avec traitement «*unsharp-mask*») de l'amas de Persée composée des observations du télescope *Chandra* (Fabian et al., 2003a). De faibles ondulations dans la brillance de surface rayons X sont visibles autour des cavités externes. Celles-ci sont interprétées comme des ondes sonores se propageant dans l'ICM créées par la production soutenue de bulles par le SMBH de la galaxie dominante, ici, NGC 1275.

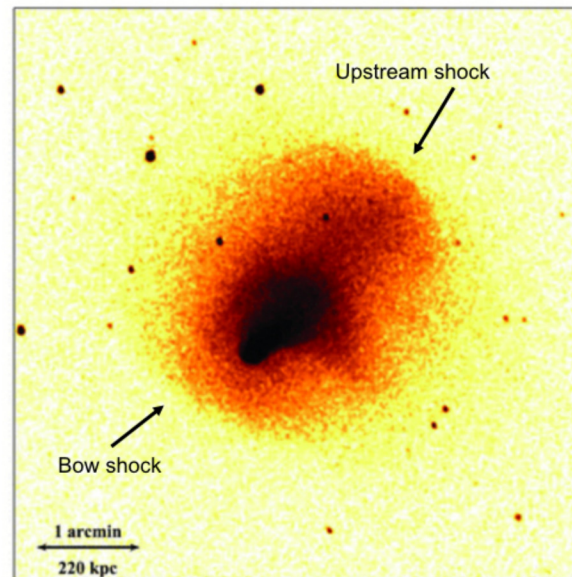


FIGURE 1.14. Image rayons X entre 0.3 et 7.0 keV du télescope *Chandra* de l'amas de galaxies Abell 2146 ($z = 0.234$) par Russell et al. (2012). Cet amas de galaxies est fortement perturbé, résultat de la collision de deux amas de galaxies dans le plan du ciel. Les deux larges chocs produits ($M \sim 2$) se propagent en direction opposée et sont identifiés sur la figure («*upstream shock*» et «*bow shock*»).

à celui d'un choc, le côté plus dense (intérieur) étant plus froid (voir figure 1.15). Le profil de pression du gaz ne montre typiquement pas de saut - il y a approximativement équilibre en termes de pression entre la partie interne et externe du front froid. Ces derniers sont donc interprétés comme des discontinuités entre une masse de gaz se déplaçant à vitesse subsonique ou transsonique à travers une autre masse de gaz plus chaude et moins dense (e.g. Markevitch & Vikhlinin 2007).

Les fronts froids sont non seulement observés dans les systèmes où il y a collision majeure d'amas de galaxies (voir figure 1.15), mais également dans les amas à coeur froid, qui ne présentent pas ou peu de signes de perturbations récentes. Les fronts froids présents dans ces types d'amas sont caractérisés par des sauts de densité plus faibles et se forment plus près du centre, à l'intérieur ou à la frontière du coeur froid ($r \leq 100$ kpc, e.g. Markevitch & Vikhlinin 2007). Ces structures sont communes dans les amas à coeur froid, détectées dans plus de la moitié d'entre eux, ce qui, considérant les effets de projection, signifie que la plupart possèdent un ou plusieurs fronts froids (Markevitch et al., 2003).

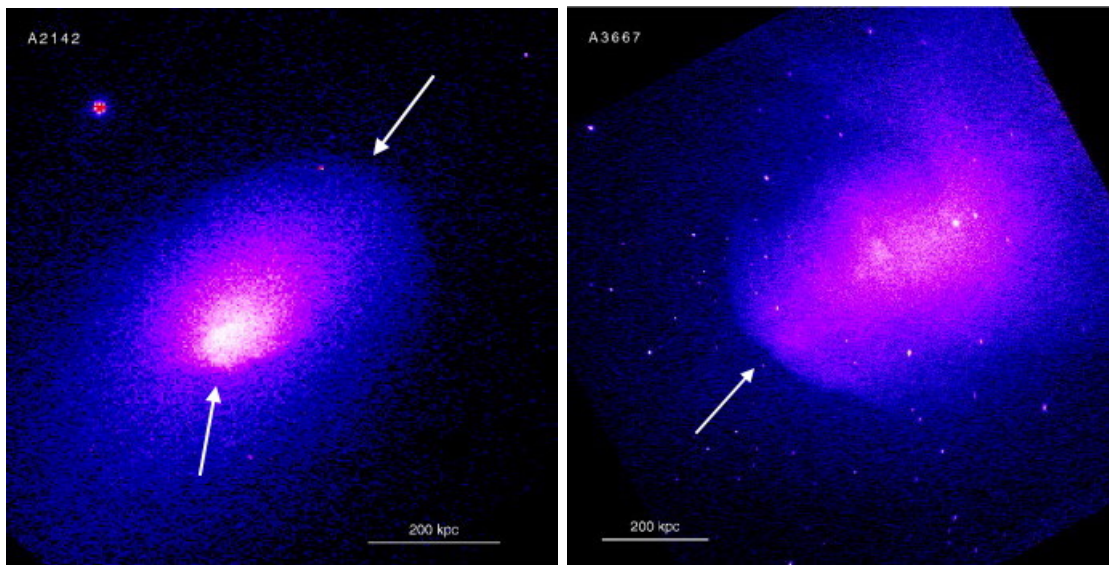


FIGURE 1.15. Images rayons X du télescope *Chandra* des deux premiers amas de galaxies où la présence de fronts froids a été détectée (Abell 2142 et Abell 3667, Markevitch et al. 2000; Vikhlinin et al. 2001). La position des fronts froids est indiquée par des flèches sur les images. Les deux amas sont fortement perturbés par un processus de fusion avec un autre amas de galaxies. Source : Markevitch et al. (2000); Vikhlinin et al. (2001).

La présence de ces fronts froids dans les amas de galaxies à coeur froid est associée à l'oscillation subsonique («*sloshing*») du ICM dans le potentiel gravitationnel. Plusieurs simulations indiquent que ce type d'oscillations peut être produit par la présence d'un petit groupe de galaxies tombant vers l'amas et peut mener à la formation de fronts froids (e.g. Churazov et al. 2003; ZuHone et al. 2018). Selon l'angle d'inclinaison du système, une structure en forme de spirale pourra être visible dans les observations rayons X. Cette structure

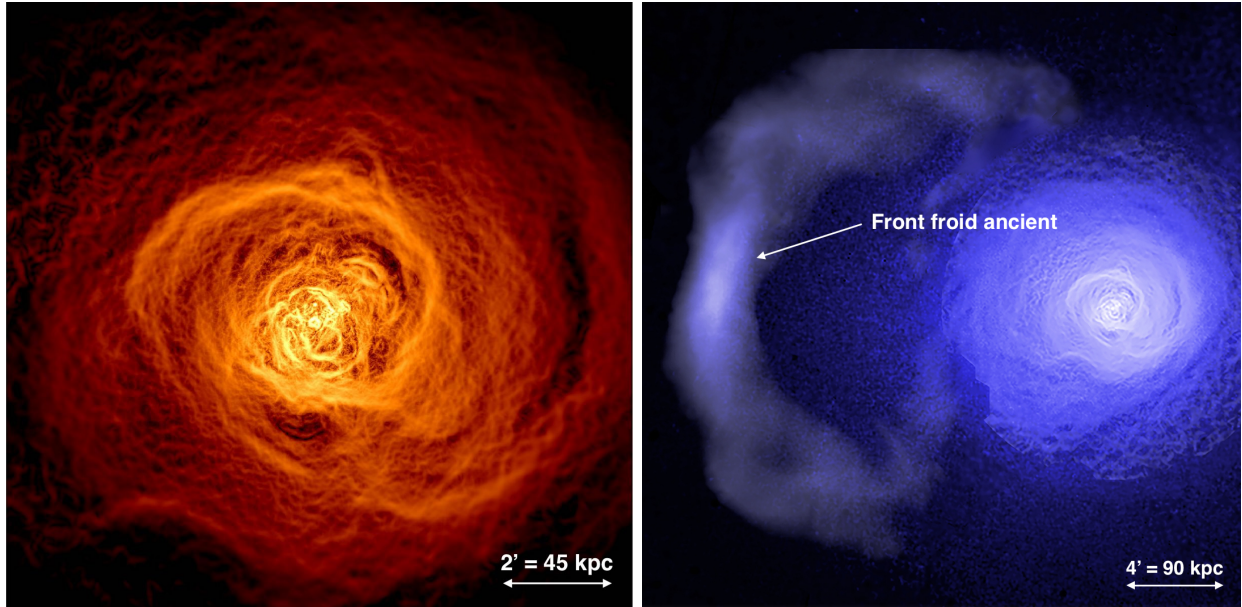


FIGURE 1.16. Gauche : Image rayons X de l’amas de Persée avec filtre de gradient de Gauss (« *Gaussian gradient magnitude* », GGM) pour faire ressortir davantage les contrastes (Sanders et al., 2016). Le mouvement d’oscillation du gaz dans le puits de potentiel gravitationnel de l’amas crée une structure en spirale. Droite : Image rayons X de l’amas de Persée composée des observations des télescopes *Chandra*, *XMM-Newton* et ROSAT (Simionescu et al., 2012; Walker et al., 2018). Un front froid ancien (~ 5 milliards d’années) est présent à 730 kpc du centre de l’amas.

caractéristique se forme lorsque le paramètre d’impact n’est pas nul. Lorsque le gaz du coeur froid est déplacé une première fois, il acquiert un moment angulaire et ne retombe pas radialement. Les fronts froids formés ne sont donc pas concentriques, mais forment plutôt une structure en spirale (voir figure 1.16). Une fois formés, les fronts froids se propagent vers la périphérie de l’amas (voir figure 1.16).

Les simulations de l’oscillation du gaz dans les amas de galaxies prédisent également le développement d’instabilités de Kelvin-Helmholtz, formées par la différence de vitesse entre le coeur froid et l’ICM plus chaud extérieur. Ces instabilités peuvent atteindre une taille de l’ordre de dizaines de kpc dans ces simulations et donc potentiellement perturber suffisamment les fronts froids pour être observables si elles sont près du centre, où la brillance en rayons X est suffisante (e.g. ZuHone et al. 2011). Des structures semblables aux fronts froids, mais avec une courbure opposée (concave), ont été observées dans trois amas de galaxies (Persée, Centaurus et Abell 1795, Walker et al. 2017). Contrairement aux cavités, il n’y a pas d’émission radio remplissant ces structures - l’émission radio semble même les éviter. Appelées baies (Fabian et al., 2006), ces structures peuvent être interprétées comme des instabilités de Kelvin-Helmholtz (voir figure 1.17, Walker et al. 2017). Il est intéressant de noter que la comparaison entre la morphologie de ces baies et de celle des simulations

constitue une contrainte sur le ratio entre la pression thermique et magnétique ($\beta = p_{th}/p_B \sim 200$, Walker et al. 2017, voir annexe C).

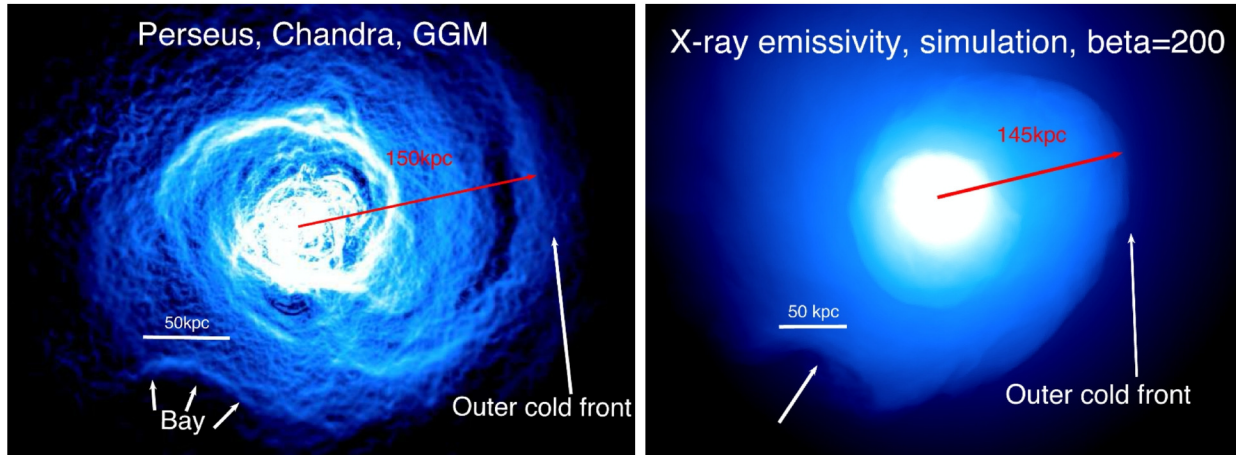


FIGURE 1.17. La baie visible dans les observations rayons X de *Chandra* de l’amas de Persée. Une structure similaire est également présente dans les simulations (Walker et al., 2017). La simulation ressemble le plus aux observations pour une valeur de $\beta = 200$ du ratio entre la pression thermique et magnétique.

1.7. L’ÉMISSION RADIO DANS LES GROUPES ET LES AMAS DE GALAXIES

La section 1.5 a détaillé l’impact des jets du SMBH central sur les amas et les groupes de galaxies. Ces jets, composés de particules relativistes, produisent de l’émission synchrotron visible dans le domaine radio. Ces particules se retrouvent ainsi diffusées dans le milieu intra-amas. Dans la section qui suit, les différentes sources étendues d’émission radio dans les amas seront décrites.

Au-delà des cavités rayons X remplies d’émission synchrotron, de plus en plus de sources radio étendues – présentant des morphologies complexes et ayant un indice spectral $\alpha \lesssim -1$ – sont détectées (e.g. Feretti et al. 2012; Brunetti & Jones 2014). Auparavant considérées comme étant des phénomènes plutôt rares, l’amélioration des algorithmes d’imagerie radio, de même que l’augmentation significative de la sensibilité des télescopes à basse fréquence (< 1 GHz), tels que le VLA, le *Giant Metrewave Radio Telescope* (GMRT) et le *Westerbork Synthesis Radio Telescope* (WSRT), ont révélé de plus en plus de ces sources.

Ces découvertes récentes remettent en jeu les théories actuelles sur la distribution, sur l’énergie et sur les processus d’accélération des électrons responsables de cette émission, de même que le champ magnétique dans ces environnements. En effet, considérant que le champ magnétique présent dans les amas de galaxies est de l’ordre du μG et que les électrons relativistes produisent de l’émission synchrotron dans le domaine radio, ceux-ci ont une énergie de quelques GeV. Par perte radiative, ces particules ont un temps de vie court, soit de ~ 0.1 milliard d’années (e.g. Brunetti & Jones 2014). Étant donné que ces électrons sont

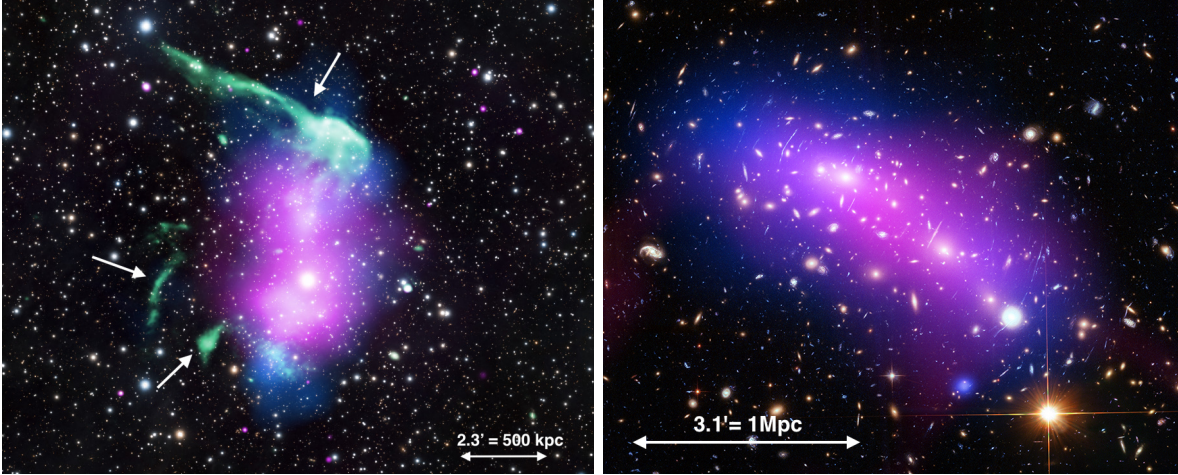


FIGURE 1.18. Images composites (rayons X, visible et radio) de deux amas de galaxies présentant des sources d’émission radio complexes. Gauche : L’amas de galaxies RX J0603.3+4214 (ou «*Toothbrush Cluster*», $z = 0.225$) est un amas fortement perturbé, potentiellement une fusion de trois sous-amas (Weeren et al., 2016). Les observations radio (en vert) montrent plusieurs reliques, leurs positions sont indiquées ici par des flèches. L’émission rayons X du ICM est en rose sur l’image alors que la couleur bleue montre la distribution en masse de l’amas obtenue via les effets de lentille gravitationnelle. Source : NASA/CXC/SAO/R. van Weeren et al., LOFAR/ASTRON, NAOJ/Subaru. Droite : L’amas de galaxies MACS J0416.1-2403 ($z = 0.396$, Ogreaan et al. 2015) contient pour sa part un halo radio (en rose) et est également un système perturbé, composé de deux sous-amas. L’émission rayons X du ICM est en bleu sur l’image. Source : NASA/CXC/SAO/G.Ogreaan et al., STScI, NRAO/AUI/NSF.

diffusés sur de très grandes distances ($\sim 10 - 1000$ kpc), une source d’énergie supplémentaire pour réaccélérer les particules ou un mécanisme in situ de création d’électrons relativistes est nécessaire pour expliquer cette émission radio étendue.

L’ensemble de ces sources radio sont généralement classifiées en trois catégories selon leurs morphologies et leurs propriétés (voir figures 1.18 et 1.19).

- Les *reliques* sont de larges structures (~ 1 Mpc) allongées, souvent sous forme d’arcs, polarisées (typiquement $\lesssim 30\%$) et la plupart du temps associées à la présence de chocs dans un amas perturbé (e.g. Weeren et al. 2010; Brügggen et al. 2011; Bonafede et al. 2012; Brügggen et al. 2012; Feretti et al. 2012; Stroe et al. 2013; Weeren et al. 2016; van Weeren et al. 2017).
- Les *halos* sont des structures diffuses, non polarisées, occupant tout le centre d’un amas de galaxies perturbé, typiquement sur ~ 1 Mpc de diamètre (e.g. Thierbach et al. 2003; Giovannini et al. 2009; Feretti et al. 2012; Cassano et al. 2013; Brunetti & Jones 2014; Kale et al. 2015).
- Les *mini-halos* sont semblables aux halos, également non polarisées, mais sont plus petits (~ 100 kpc de diamètre), et se retrouvent dans les amas à coeurs froids (e.g.



FIGURE 1.19. Image composite (rayons X, visible et radio) de l’amas de Persée ($z=0.018$). L’amas de Persée est un amas de galaxies à coeur froid et contient un mini-halo (l’émission radio est en rose sur l’image). Ce dernier présente plusieurs sous-structures (voir chapitre 4, Gendron-Marsolais et al. 2017). L’émission rayons X du ICM est en bleu sur l’image. Cette image a remporté le *Prix du public Découverte*, parrainé par Radio-Canada, de l’édition 2017 du concours *La preuve par l’image* de l’ACFAS et du CRSNG. Source : Gendron-Marsolais et al. ; NRAO/AUI/NSF, NASA, SDSS.

Gitti et al. 2002; Pfrommer & Enßlin 2004; Gitti et al. 2004; Mazzotta & Giacintucci 2008; ZuHone et al. 2013; Giacintucci et al. 2014; Brunetti & Jones 2014; Giacintucci et al. 2017).

Présents dans les amas de galaxies perturbés (e.g. Buote 2001), les halos suivent l’émission rayons X du ICM. Quelques dizaines ont été détectés jusqu’à maintenant (e.g. Brunetti & Jones 2014). La luminosité radio des halos est corrélée à la luminosité rayons X de l’amas (e.g. Cassano et al. 2013). Un mécanisme possible de la production de cette émission est la réaccélération des électrons par la turbulence créée par le processus de fusion de sous-amas (e.g. Jaffe 1977). Les reliques diffèrent des halos et des mini-halos de par leur morphologie (souvent allongée), leur emplacement (en périphérie de l’amas) et leur polarisation (typiquement $\lesssim 30\%$, alors que les halos et mini-halos apparaissent comme des sources non polarisées). Quelques dizaines de reliques sont connues (e.g. Brunetti & Jones 2014). Il est généralement accepté que leur processus de formation est lié à la présence de chocs produits lors de la fusion de sous-amas. Les reliques apparaissent parfois en paires, de part et d’autre du centre de l’amas en fusion (par exemple dans Abell 3376 e.g. Bagchi et al. 2006, CIZA J2242.8+5301

ou «*Sausage cluster*» e.g. Weeren et al. 2010). Leur forte polarisation indique également un alignement du champ magnétique de long de la relique, résultat de la compression du champ magnétique par un choc (e.g. Weeren et al. 2010). Ce processus ne serait par contre pas d’une très grande efficacité pour la réaccélération des électrons et une population d’électrons dite «fossile», soit avec suffisamment d’énergie initialement, serait nécessaire pour produire les reliques observées. Les galaxies actives produisant des jets radio et qui sont contenues dans l’amas sont potentiellement responsables de cette population de particules. Observationnellement, la connexion entre les jets d’une galaxie radio et une relique a récemment été observée dans quelques cas, comme dans l’amas Abell 3411–3412 (van Weeren et al., 2017).

Enfin, une trentaine de mini-halos sont connus (e.g. Giacintucci et al. 2017, Richard-Laferrrière et al., en préparation) et se trouvent tous dans des amas à coeurs froids. Ils s’étendent jusqu’à une distance de ~ 100 kpc du centre, ont une faible luminosité radio et ont généralement une morphologie irrégulière (e.g. Giacintucci et al. 2014, 2017). Les mini-halos occupent souvent un volume délimité par la présence de fronts froids (voir section 1.6.2.2), ce qui suggère que la turbulence générée par le mouvement d’oscillation du ICM réaccélèrent les électrons et est responsable de cette émission (e.g. Gitti et al. 2002, 2004; Giacintucci et al. 2014). Ce mécanisme est également appuyé par les simulations numériques, qui montrent que cette turbulence amplifie le champ magnétique dans la région contenue à l’intérieur des fronts froids (ZuHone et al., 2013). Des observations rayons X du *Hitomi Soft X-ray Spectrometer* (voir section 2.2.2) de l’amas de Persée, un amas à coeur froid, montrent que l’ICM possède une dispersion en vitesse de 164 ± 10 km/s, ce qui serait suffisant pour soutenir l’émission synchrotron diffuse observée (ZuHone et al., 2013; Hitomi Collaboration, 2016). Un autre mécanisme possible consiste à la génération in situ de nouvelles particules par collisions inélastiques entre les protons relativistes (rayons cosmiques) et les ions thermiques dans l’ICM (e.g. Pfrommer & Enßlin 2004). Ce modèle pourrait expliquer à la fois la présence des halos et des mini-halos. Ce mécanisme produirait par contre une émission diffuse de rayons γ qui n’a jamais été détectée encore à ce jour (e.g. Ahnen et al. 2016; Ackermann et al. 2010).

1.8. DESCRIPTION DE CETTE THÈSE

Je décrirai dans cette section les buts visés et méthodes empruntées lors de cette thèse.

1.8.1. Buts

Le but de cette thèse est la compréhension des groupes et des amas de galaxies. Tel que décrit au présent chapitre, ce sont des environnements complexes dont l’étude doit passer par tous les domaines de longueur d’onde. J’ai donc choisi une approche observationnelle, multi-longueur d’onde (les domaines radio, visible et rayons X). J’ai également décidé d’aborder ce domaine de recherche par l’étude d’un groupe et d’un amas de galaxies proches afin d’étudier en détail les différents processus présents dans ces environnements. La proximité des deux

objets choisis, l’amas de Persée et le groupe de galaxies dominé par la galaxie NGC 4472, permet d’atteindre un niveau de résolution et de sensibilité rendant possible l’étude précise des phénomènes décrits dans le présent chapitre. Le travail présenté dans cette thèse se divise en quatre buts :

1. l’étude du IGM dans le groupe de galaxies dominé par NGC 4472 (voir chapitre 3), ciblant en particulier la dynamique des lobes radio, l’énergie en jeu dans cette dynamique de même que les variations spatiales de métallicité du IGM,
2. l’analyse de l’émission radio étendue dans l’amas de Persée (voir chapitre 4 et l’annexe A),
3. l’étude de la dynamique de la nébuleuse entourant NGC 1275, galaxie centrale de l’amas de Persée, de même que l’analyse de la force relative de certaines raies d’émission présentes dans cette nébuleuse (voir chapitre 5),
4. et l’imagerie à haute résolution des diverses sources radio dans l’amas de Persée (voir chapitre 6).

D’une part, les perturbations présentes dans le gaz entre les galaxies sont visibles en rayons X et permettent de mesurer l’énergie injectée par les jets dans leur environnement (voir section 1.5). D’autre part, l’émission radio dans un groupe ou un amas de galaxies trace la présence de champs magnétiques et d’électrons relativistes (voir section 1.7). Enfin, les filaments de gaz entourant plusieurs galaxies dominantes sont liés soit au refroidissement du gaz intra-amas, soit au soulèvement de gaz par la création de bulles par les jets du SMBH. En résumé, les quatre aspects abordés dans cette thèse couvrent une grande variété de processus présents dans les groupes et les amas de galaxies, tous intrinsèquement liés, et le but de cette thèse est de les étudier en détail.

1.8.2. Méthodes

Les méthodes utilisées au cours de cette thèse se rapportent à l’approche observationnelle et multi-longueur d’onde que j’ai choisi d’adopter. Les méthodes varient selon le domaine de longueurs d’ondes (radio, visible et rayons X). Pour les quatre buts présentés à la sous-section précédente (section 1.8.1), les quatre méthodes utilisées sont respectivement :

1. l’analyse, en imagerie et en spectroscopie, de nouvelles observations rayons X profondes (~ 400 ks ~ 110 heures, PI : Mushotzky, Maccarone et Kraft) du télescope *Chandra* du groupe de galaxies NGC 4472,
2. l’imagerie radio de nouvelles observations à basse résolution du *Karl G. Jansky Very Large Array* (JVLA) à 230-470 MHz de l’amas de Persée (PI : Hlavacek-Larrondo),
3. la spectro-imagerie avec des observations de NGC1275 par l’instrument SITELLE (PI : Morrison, en mode «*Queued Service Observations in science verification*») au télescope Canada-France-Hawaii (CFHT),

4. et l'imagerie à haute résolution des diverses sources radio dans l'amas de Persée avec les nouvelles observations du JVLÀ à 230-470 MHz (PI : Hlavacek-Larrondo).

Chacune de ces techniques observationnelles sera introduite au chapitre 2.

1.9. DÉCLARATION DE L'ÉTUDIANT

Je, Marie-Lou Gendron-Marsolais, déclare que cette thèse et le travail qui y est présenté sont mien. J'ai rédigé l'entièreté des articles présentés aux chapitres 3, 4, 5 et 6. À l'exception de la plupart des figures des chapitres 1 et 2, j'ai créé toutes les figures présentées dans cette thèse.

Au chapitre 3, j'ai réalisé toute la réduction des données du télescope *Chandra* avec l'ensemble de logiciel CIAO, de même que l'analyse avec XSPEC et PROFIT. J'ai réalisé moi-même les cartes d'abondances présentées, mais les régions ont été déterminées à partir d'un algorithme «*weighted Voronoi tessellation*» (WVT) de Cappellari & Copin (2003); Diehl & Statler (2006), ainsi que certaines parties de l'algorithme «contour binning» de Jeremy Sanders (Sanders, 2006). J'ai adapté un code de Julie Hlavacek-Larrondo pour ce qui est de l'analyse avec XSPEC, mais j'ai écrit moi-même le reste des codes de réduction et d'analyse. Les observations rayons X analysées dans cet article étaient publiques (investigateurs principaux : Mushotzky, Maccarone et Kraft). L'image radio de NGC 4472 utilisée dans cet article provient du *NRAO Very Large Array Archive Survey Images*. Je dois l'idée de base de cet article à Ralph Kraft, en plus de sa participation à la réduction, à l'analyse et à l'interprétation des données rayons X.

Aux chapitres 4 et 6 de même qu'à l'annexe A, je me suis basée sur un script de Reinout van Weeren pour la partie calibration et réduction de données avec l'ensemble de logiciels «*Common Astronomy Software Applications*» (CASA, McMullin et al. 2007) des observations radio du JVLÀ de l'amas de Persée. J'ai modifié ce code pour l'adapter aux données de Persée. J'ai également utilisé le code FTW, rédigé par Reinout van Weeren. J'ai fait moi-même toute l'identification manuelle des mauvaises données (interférence des fréquences radio ou RFI). J'ai utilisé le logiciel AOFLAGGER (Offringa et al., 2012) pour une partie de l'identification automatique des RFI. J'ai moi-même développé un code pour toute la partie imagerie avec ces observations. Les observations radio sur lesquelles ces articles sont basés, soit 5h d'observations en configuration A et 5h d'observations en configuration B, 4h en configuration C et 3h en configuration D à 230-470 MHz, ont été obtenues par Julie Hlavacek-Larrondo, exceptée celle en configuration C, que j'ai obtenues moi-même. Je lui dois également l'idée de base de ces articles en plus de sa participation à la réduction, l'analyse et l'interprétation de ces données. Les observations à 235 MHz de l'amas de Persée présentées dans l'article du chapitre 4 proviennent du (GMRT) et ont été obtenues par Katherine Blundell. La calibration et l'imagerie de ces données ont été effectuées par Julie Hlavacek-Larrondo.

Pour la réduction et l'analyse des observations de NGC 1275 par l'instrument SITELLE (chapitre 5), j'ai utilisé la suite de logiciel ORCS (Martin et al., 2015). J'ai moi-même construit le code permettant de produire toutes les cartes présentées dans l'article. Ce code fait appel à plusieurs fonctions de ORCS. Les observations présentées dans cette lettre étaient publiques et ont été obtenues lors des tests de vérification de l'instrument SITELLE («*Queued Service Observations in science verification mode*»). L'investigateur principal de ces observations est Glenn Morrison. Thomas Martin, Laurent Drissen et Julie Hlavacek-Larrondo ont particulièrement collaboré à la calibration et à l'analyse de ces observations. Les images rayons X et les cartes de température de l'amas de Persée utilisées aux chapitres 4 et 5 ont été produites par Jeremy Sanders (e.g. Fabian et al. 2011).

J'ai écrit plusieurs demandes de temps à titre d'investigatrice principale au cours de cette thèse, incluant des observations qui feront partie d'un futur article décrit à l'annexe A. De ces demandes de temps, on m'a octroyé un total de 31 heures d'observations sur le JVLA (18h sur NGC 4472, 9h sur l'amas de Persée et 4h sur Abell 2146), 8h sur le CFHT et deux nuits à l'observatoire du Mont-Mégantic. J'ai fait moi-même la préparation des observations dans le cas de toutes ces demandes. J'ai également été en charge de la préparation des observations pour d'autres demandes de temps obtenues par ma superviseuse : observations du JVLA pour SpARCS1049, observations du CFHT avec SITELLE pour M87 et NGC 5813. J'ai été observatrice à l'observatoire du Mont-Mégantic pour une quinzaine de nuits au cours de ma thèse (mode queue, instruments CPAPIR et PESTO).

Mes contributions aux publications à titre de co-auteur sont décrites en annexe B et C. J'ai rédigé les résumés et préparé moi-même l'ensemble des conférences et affiches présentées à l'annexe D pour lesquelles je suis première autrice.

RÉFÉRENCES

- Ackermann M., et al., 2010, *ApJL*, 717, L71
- Ahnen M. L., et al., 2016, *A&A*, 589, A33
- Alexander D. M., Hickox R. C., 2012, *New Astronomy Reviews*, 56, 93
- Allen S. W., Dunn R. J. H., Fabian A. C., Taylor G. B., Reynolds C. S., 2006, *MNRAS*, 372, 21
- Bagchi J., Durret F., Neto G. B. L., Paul S., 2006, *Science*, 314, 791
- Bertschinger E., Meiksin A., 1986, *ApJ*, 306, L1
- Bîrzan L., Rafferty D. A., McNamara B. R., Wise M. W., Nulsen P. E. J., 2004, *ApJ*, 607, 800
- Blandford R. D., Payne D. G., 1982, *MNRAS*, 199, 883
- Blandford R. D., Znajek R. L., 1977, *MNRAS*, 179, 433
- Boehle A., et al., 2016, *ApJ*, 830, 17
- Böhringer H., Voges W., Fabian A. C., Edge A. C., Neumann D. M., 1993, *MNRAS*, 264, L25

Bonafede A., et al., 2012, MNRAS, 426, 40

Branduardi-Raymont G., Fabricant D., Feigelson E., Gorenstein P., Grindlay J., Soltan A., Zamorani G., 1981, ApJ, 248, 55

Brüggen M., van Weeren R. J., Röttgering H. J. A., 2011, Memorie della Societa Astronomica Italiana, 82, 627

Brüggen M., Bykov A., Ryu D., Röttgering H., 2012, Space Science Reviews, 166, 187

Brunetti G., Jones T. W., 2014, ApJ, 23, 1430007

Buote D. A., 2001, ApJL, 553, L15

Burke B. F., Graham-Smith F., 2010, An Introduction to Radio Astronomy. Cambridge University Press

Canning R. E. A., et al., 2014, MNRAS, 444, 336

Cappellari M., Copin Y., 2003, MNRAS, 342, 345

Carilli C. L., Perley R. A., Dreher J. W., Leahy J. P., 1991, ApJ, 383, 554

Carilli C. L., Perley R. A., Harris D. E., 1994, MNRAS, 270, 173

Carroll B. W., Ostlie D. A., 2006, An Introduction to Modern Astrophysics, 2 edition edn. Addison-Wesley, San Francisco

Cassano R., et al., 2013, ApJ, 777, 141

Cavaliere A., Fusco-Femiano R., 1978, A&A, 70, 677

Churazov E., Forman W., Jones C., Böhringer H., 2000, A&A, 356, 788

Churazov E., Brüggen M., Kaiser C. R., Böhringer H., Forman W., 2001, ApJ, 554, 261

Churazov E., Sunyaev R., Forman W., Böhringer H., 2002, MNRAS, 332, 729

Churazov E., Forman W., Jones C., Böhringer H., 2003, ApJ, 590, 225

Churazov E., Sazonov S., Sunyaev R., Forman W., Jones C., Boehringer H., 2005, MNRAS, 363, L91

Crawford C. S., Allen S. W., Ebeling H., Edge A. C., Fabian A. C., 1999, MNRAS, 306, 857

Diehl S., Statler T. S., 2006, MNRAS, 368, 497

Donahue M., Mack J., Voit G. M., Sparks W., Elston R., Maloney P. R., 2000, ApJ, 545, 670

Donahue M., de Messières G. E., O'Connell R. W., Voit G. M., Hoffer A., McNamara B. R., Nulsen P. E. J., 2011, ApJ, 732, 40

Edge A. C., 2001, MNRAS, 328, 762

Fabian A. C., 2012, ARA&A, 50, 455

Fabian A. C., Hu E. M., Cowie L. L., Grindlay J., 1981, ApJ, 248, 47

Fabian A. C., et al., 2000, MNRAS, 318, L65

Fabian A. C., Mushotzky R. F., Nulsen P. E. J., Peterson J. R., 2001, MNRAS, 321, L20

Fabian A. C., Sanders J. S., Allen S. W., Crawford C. S., Iwasawa K., Johnstone R. M., Schmidt R. W., Taylor G. B., 2003a, MNRAS, 344, L43

Fabian A. C., Sanders J. S., Crawford C. S., Conselice C. J., Gallagher J. S., Wyse R. F. G., 2003b, MNRAS, 344, L48

Fabian A. C., Sanders J. S., Taylor G. B., Allen S. W., Crawford C. S., Johnstone R. M., Iwasawa K., 2006, MNRAS, 366, 417

Fabian A. C., Johnstone R. M., Sanders J. S., Conselice C. J., Crawford C. S., Iii J. S. G., Zweibel E., 2008, Nature, 454, 968

Fabian A. C., et al., 2011, MNRAS, 418, 2154

Fabian A. C., et al., 2016, MNRAS, 461, 922

Feretti L., Giovannini G., Govoni F., Murgia M., 2012, A&ARv, 20, 54

Ferland G. J., Fabian A. C., Hatch N. A., Johnstone R. M., Porter R. L., van Hoof P. A. M., Williams R. J. R., 2009, MNRAS, 392, 1475

Forman W., et al., 2005, ApJ, 635, 894

Gaetz T. J., 1989, ApJ, 345, 666

Gaspari M., Temi P., Brighenti F., 2017, MNRAS, 466, 677

Gendron-Marsolais M., et al., 2017, MNRAS, 469, 3872

Giacintucci S., Markevitch M., Venturi T., Clarke T. E., Cassano R., Pasquale Mazzotta 2014, ApJ, 781, 9

Giacintucci S., Markevitch M., Cassano R., Venturi T., Clarke T. E., Brunetti G., 2017, ApJ

Giovannini G., Bonafede A., Feretti L., Govoni F., Murgia M., Ferrari F., Monti G., 2009, A&A, 507, 1257

Gitti M., Brunetti G., Setti G., 2002, A&A, 386, 456

Gitti M., Brunetti G., Feretti L., Setti G., 2004, A&A, 417, 1

Glenn Morris R., Fabian A. C., 2003, MNRAS, 338, 824

Haggard D., Cool A. M., Heinke C. O., van der Marel R., Cohn H. N., Lugger P. M., Anderson J., 2013, ApJL, 773, L31

Hatch N. A., Crawford C. S., Fabian A. C., Johnstone R. M., 2006, MNRAS, 367, 433

Heckman T. M., Baum S. A., van Breugel W. J. M., McCarthy P., 1989, ApJ, 338, 48

Heinz S., 2014, Space Science Reviews, 183, 405

Hitomi Collaboration ., 2016, Nature, 535, 117

Hlavacek-Larrondo J., 2012, PhD thesis, King's College University of Cambridge

Hlavacek-Larrondo J., Fabian A. C., Edge A. C., Hogan M. T., 2012, MNRAS, 424, 224

Hlavacek-Larrondo J., et al., 2015, ApJ, 805, 35

Ho I.-T., Lim J., Dinh-V-Trung 2009, ApJ, 698, 1191

Hogan M. T., et al., 2015, preprint, 1507, 3019

Hopkins P. F., Narayan R., Hernquist L., 2006, ApJ, 643, 641

Jaffe W. J., 1977, ApJ, 212, 1

Johnstone R. M., Fabian A. C., Nulsen P. E. J., 1987, MNRAS, 224, 75

Johnstone R. M., Hatch N. A., Ferland G. J., Fabian A. C., Crawford C. S., Wilman R. J., 2007, MNRAS, 382, 1246

Jones M. H., Lambourne R. J. A., Serjeant S., eds, 2015, An Introduction to Galaxies and Cosmology, 2 revised edition edn. Cambridge - Open University, Cambridge

Kale R., et al., 2015, A&A, 579, A92

Kerr R. P., 1963, Phys. Rev. Lett., 11, 237

Kormendy J., Ho L. C., 2013, ARA&A, 51, 511

Kravtsov A., Borgani S., 2012, ARA&A, 50, 353

Lim J., Ohyama Y., Chi-Hung Y., Dinh-V-Trung Shiang-Yu W., 2012, ApJ, 744, 112

Markevitch M., Vikhlinin A., 2007, ApJ, 443, 1

Markevitch M., et al., 2000, ApJ, 541, 542

Markevitch M., Vikhlinin A., Forman W. R., 2003. p. 37

Martin T., Drissen L., Joncas G., 2015. ADASS XXIV, p. 327

Matthews T. A., Morgan W. W., Schmidt M., 1964, ApJ, 140, 35

Mazzotta P., Giacintucci S., 2008, ApJ, 675, L9

McConnell N. J., Ma C.-P., Gebhardt K., Wright S. A., Murphy J. D., Lauer T. R., Graham J. R., Richstone D. O., 2011, Nature, 480, 215

McDonald M., Veilleux S., Rupke D. S. N., Mushotzky R., 2010, ApJ, 721, 1262

McDonald M., Gaspari M., McNamara B. R., Tremblay G. R., 2018, ApJ, 858, 45

McMullin J. P., Waters B., Schiebel D., Young W., Golap K., 2007. p. 127

McNamara B. R., Nulsen P. E. J., 2007, ARA&A, 45, 117

McNamara B. R., Nulsen P. E. J., 2012, New J. Phys., 14, 055023

McNamara B. R., O'Connell R. W., 1989, ApJ, 98, 2018

McNamara B. R., et al., 2000, ApJ, 534, L135

Mezcua M., 2017, International Journal of Modern Physics D, 26, 1730021

Mezcua M., Hlavacek-Larrondo J., Lucey J. R., Hogan M. T., Edge A. C., McNamara B. R., 2018, MNRAS, 474, 1342

Middleton M., 2016, Astrophysics of Black Holes - From fundamental aspects to latest developments, 440, 99

Million E. T., Allen S. W., 2009, MNRAS, 399, 1307

Mittal R., et al., 2012, MNRAS, 426, 2957

Netzer H., 2013, *The Physics and Evolution of Active Galactic Nuclei*. Cambridge University Press, Cambridge; New York

O’Sullivan E., David L. P., Vrtilik J. M., 2014, MNRAS, 437, 730

Offringa A. R., Gronde J. J. v. d., Roerdink J. B. T. M., 2012, A&A, 539, A95

Ogreaan G. A., et al., 2015, ApJ, 812, 153

Peterson J. R., Fabian A. C., 2006, Physics Reports, 427, 1

Pfrommer C., Enßlin T. A., 2004, A&A, 413, 17

Rafferty D. A., McNamara B. R., Nulsen P. E. J., Wise M. W., 2006, ApJ, 652, 216

Randall S. W., et al., 2015, ApJ, 805, 112

Rosati P., Borgani S., Norman C., 2002, ARA&A, 40, 539

Rosswog S., Brüggen M., 2011, *Introduction to High-Energy Astrophysics*, reprint edition edn. Cambridge University Press, Cambridge

Ruffini R., Wheeler J. A., 1971, Physics Today, 24, 30

Russell H. R., et al., 2012, MNRAS, 423, 236

Russell H. R., McNamara B. R., Edge A. C., Hogan M. T., Main R. A., Vantyghem A. N., 2013, MNRAS, 432, 530

Salomé P., et al., 2006, A&A, 454, 437

Salomé P., Combes F., Revaz Y., Downes D., Edge A. C., Fabian A. C., 2011, A&A, 531, A85

Sanders J. S., 2006, MNRAS, 371, 829

Sanders J. S., Fabian A. C., 2007, MNRAS, 381, 1381

Sanders J. S., Fabian A. C., Russell H. R., Walker S. A., Blundell K. M., 2016, MNRAS, 460, 1898

Sarazin C. L., 1988, *X-Ray Emission from Clusters of Galaxies*. Cambridge University Press

Schneider P., 2006, *Extragalactic Astronomy and Cosmology : An Introduction*. Springer-Verlag, Berlin Heidelberg

Schwarzschild K., 1916, Abh. Konigl. Preuss. Akad. Wissenschaften Jahre 1906,92, Berlin,1907, 1916

Simionescu A., et al., 2012, ApJ, 757, 182

Stroe A., van Weeren R. J., Intema H. T., Röttgering H. J. A., Brüggen M., Hoeft M., 2013, A&A, 555, A110

Thierbach M., Klein U., Wielebinski R., 2003, A&A, 397, 53

Tucker W. H., Rosner R., 1983, ApJ, 267, 547

Urry C. M., Padovani P., 1995, Publications of the Astronomical Society of the Pacific, 107, 803

Vantyghem A. N., McNamara B. R., Russell H. R., Main R. A., Nulsen P. E. J., Wise M. W., Hoekstra H., Gitti M., 2014, MNRAS, 442, 3192

Vikhlinin A., Markevitch M., Murray S. S., 2001, *ApJ*, 551, 160

Voigt L. M., Fabian A. C., 2004, *MNRAS*, 347, 1130

Voit G. M., Donahue M., 1995, *ApJ*, 452, 164

Voit G. M., Meece G., Li Y., O'Shea B. W., Bryan G. L., Donahue M., 2017, *ApJ*, 845, 80

Walker S. A., Hlavacek-Larrondo J., Gendron-Marsolais M., Fabian A. C., Intema H., Sanders J. S., Bamford J. T., van Weeren R., 2017, *MNRAS*, 468, 2506

Walker S. A., ZuHone J., Fabian A., Sanders J., 2018, *Nature Astronomy*, 2, 292

Weeren R. J. v., Röttgering H. J. A., Brüggem M., Hoeft M., 2010, *Science*, 330, 347

Weeren R. J. v., et al., 2016, *ApJ*, 818, 204

Werner N., et al., 2014, *MNRAS*, 439, 2291

Wise M. W., McNamara B. R., Nulsen P. E. J., Houck J. C., David L. P., 2007, *ApJ*, 659, 1153

Zhuravleva I., et al., 2014, *Nature*, 515, 85

ZuHone J. A., Markevitch M., Lee D., 2011, *ApJ*, 743, 16

ZuHone J., Markevitch M., Brunetti G., Giacintucci S., 2013, *ApJ*, 762, 78

ZuHone J. A., Kowalik K., Öhman E., Lau E., Nagai D., 2018, *ApJS*, 234, 4

van Weeren R. J., et al., 2017, *Nature Astronomy*, 1, 0005

von der Linden A., Best P. N., Kauffmann G., White S. D. M., 2007, *MNRAS*, 379, 867

Chapitre 2

TECHNIQUES OBSERVATIONNELLES

Pour étudier les divers phénomènes présents dans les groupes et les amas de galaxies présentés au chapitre précédent (voir Chapitre 1), il est nécessaire d'analyser des observations de ces environnements à plusieurs longueurs d'onde différentes. Dans le chapitre qui suit, les trois différentes techniques observationnelles utilisées dans cette thèse - la radio astronomie, l'astronomie en rayons X et la spectro-imagerie à transformée de Fourier - seront décrites.

2.1. LA RADIO ASTRONOMIE

La radio astronomie étudie les phénomènes astrophysiques détectables dans la partie du spectre électromagnétique où les longueurs d'onde sont plus grandes que ~ 0.1 mm (Wilson et al., 2008). La bande de longueurs d'onde entre ~ 0.1 mm et ~ 1 mm est plus spécifiquement appelée domaine sous-millimétrique. Dans cette région du spectre, une large bande de fréquences, de ~ 1 THz à 10 MHz, ou de ~ 0.3 mm à 30 m, est observable à partir du sol. Cette fenêtre est limitée par la présence des molécules dans l'atmosphère terrestre (telles que la vapeur d'eau, le O_2 et le CO_2) qui absorbent les photons à haute fréquence radio ainsi que par la réfraction ou réflexion des photons à basse fréquence radio par l'ionosphère (e.g. Condon & Ransom 2016). Étant donné que les longueurs d'onde radio sont beaucoup plus grandes que les grains de poussière atmosphériques et que le Soleil n'est pas une source radio extrêmement brillante, le ciel radio est toujours noir et la plupart des observations peuvent s'effectuer jour et nuit (e.g. Condon & Ransom 2016).

La force d'une source radio est mesurée en termes de densité de flux spectral $S(\nu)$: c'est la quantité d'énergie par seconde par unité de fréquence par unité de surface du télescope utilisé, exprimée en Jansky (Jy) : $1\text{Jy} = 10^{-26}\text{W m}^{-2}\text{Hz}^{-1}$. Le flux mesuré est l'intégrale de la densité de flux $S(\nu)$ sur la bande de longueurs d'onde observée. La puissance collectée par une antenne P est l'intégrale de la densité de flux spectral sur la surface collectrice A de cette antenne et sur la bande de fréquence détectée :

$$P = \int_A \int_{\nu} S(\nu) f_{\nu} d\nu dA, \quad (2.1)$$

où f_ν décrit l'efficacité du détecteur pour une fréquence donnée ν . Dans le cas d'une efficacité de 100% du détecteur, $f_\nu = 1$ et $P = SA\Delta\nu$.

L'une des problématiques rencontrées en radio astronomie concerne la résolution spatiale. En effet, le critère de Rayleigh,

$$\theta \approx 1.22 \frac{\lambda}{D} \quad (2.2)$$

indique que pour obtenir une résolution θ , exprimée en radians, comparable à celle des télescopes en visible par exemple, un télescope de diamètre D beaucoup plus grand que ceux utilisés dans le domaine visible doit être utilisé. Pour obtenir une résolution suffisante, la méthode de l'interférométrie est utilisée (voir section 2.1.1). L'interférence des fréquences radio (RFI) est un autre problème considérable en radio astronomie. Les sources de signaux radio telles que les cellulaires, les réseaux sans-fil, les satellites, les ordinateurs et les automobiles peuvent complètement noyer le signal astrophysique qui tente d'être observé (e.g. Wilson et al. 2008). Il est donc nécessaire d'identifier le RFI et de l'enlever des données. Ce problème est particulièrement important à basse fréquence radio ($\gtrsim 5$ GHz, e.g. NRAO 2018).

2.1.1. Interférométrie

Pour obtenir une résolution suffisante aux fréquences radio, le principe d'interférométrie est utilisé. Il s'agit de disposer d'un ensemble de plusieurs antennes et de faire interférer ensemble leurs différents signaux. La résolution ainsi obtenue est celle d'un télescope de diamètre aussi grand que la distance séparant les antennes les plus éloignées : c'est la *synthèse d'ouverture*. La différence de chemin parcourue par la lumière entre les différentes antennes implique une combinaison constructive ou destructive formant des franges. Ces franges peuvent être décrites par une fonction sinusoidale ou par un nombre complexe. La distribution de la luminosité est décomposée en composantes de Fourier et ce sont ces composantes qui sont mesurées.

À la base, un interféromètre est une paire de télescopes radio dont le voltage à la sortie est corrélé, c'est-à-dire multiplié et moyenné. Un interféromètre plus complexe, avec $N > 2$ éléments, peut être traité comme $N(N - 1)/2$ paires d'interféromètres indépendants. Par exemple, le télescope radio Karl G. Jansky Very Large Array (voir section 2.1.2) regroupe $N = 27$ antennes, ce qui forme $N(N - 1)/2 = 351$ «*baselines*» indépendantes (le terme «*baselines*» signifie la distance séparant deux antennes du point de vue de l'objet observé).

Un interféromètre à deux éléments pointant vers une source radio dans la direction \mathbf{s} est illustré à la figure 2.1. La distance séparant les éléments est notée \mathbf{b} . Le délai entre le moment où un front d'onde provenant de la source radio atteint la première antenne et celui

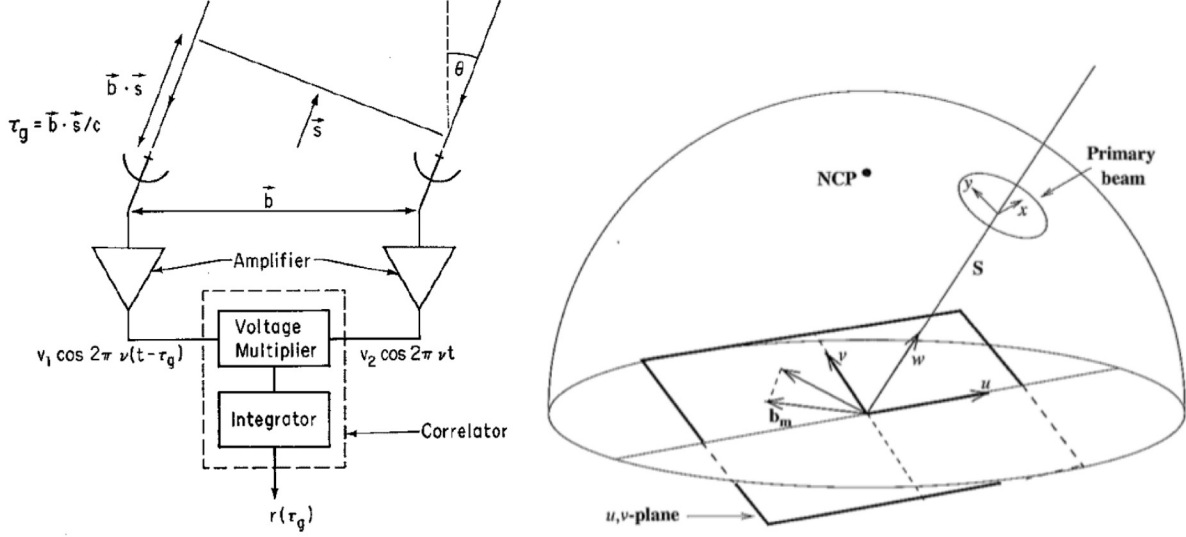


FIGURE 2.1. Gauche : Schéma d'un interféromètre à deux antennes séparées par une distance \mathbf{b} pointant vers une source radio dans la direction \mathbf{s} (Taylor et al., 1999). Les signaux provenant des antennes sont amplifiés puis corrélés ensemble. Le délai entre le moment où un front d'onde provenant de la source radio atteint la première antenne et celui où il atteint la deuxième est noté $\tau_g = \mathbf{b} \cdot \mathbf{s}/c$. Droite : Le plan $u - v$ est le plan perpendiculaire à la direction de la source \mathbf{s} avec un système de coordonnées u et v mesuré en longueurs d'onde (Burke & Graham-Smith, 2010). NCP indique la position du pôle Nord céleste.

où il atteint la deuxième est noté τ_g :

$$\tau_g = \mathbf{b} \cdot \mathbf{s}/c \quad (2.3)$$

La tension électrique à la sortie des deux antennes est donc :

$$\begin{aligned} x(t) &= v_1 \cos(2\pi\nu(t - \tau_g)) \\ y(t) &= v_2 \cos(2\pi\nu t) \end{aligned}$$

Le corrélateur multiplie d'abord les deux voltages x et y puis fait la moyenne temporelle :

$$R(\tau_g) = \langle x(t)y(t) \rangle = A(\mathbf{s})S \cos(2\pi\nu\tau_g) = A(\mathbf{s})S \cos(2\pi\nu\mathbf{b}_\lambda \cdot \mathbf{s}/c) , \quad (2.4)$$

où $\mathbf{b}_\lambda = \mathbf{b}/\lambda$ et le produit de la surface effective de l'antenne $A(\mathbf{s})$ et du flux de la source S est proportionnel à la puissance de la source. La fonction R est appelée fonction de corrélation croisée. R varie de façon sinusoïdale selon τ_g et donc selon la direction de la source dans le référentiel de l'interféromètre. Cependant, il est possible d'analyser un interféromètre à deux éléments d'une façon alternative et équivalente. En effet, selon le théorème de déconvolution, la transformée de Fourier de la fonction R est le produit de $X(\nu)$, la transformée de Fourier de x et de $Y^*(\nu)$, le conjugué complexe de la transformée de y :

$$S(\nu) \equiv X(\nu)Y^*(\nu) = A(\mathbf{s})S e^{2\pi\nu\tau_g} , \quad (2.5)$$

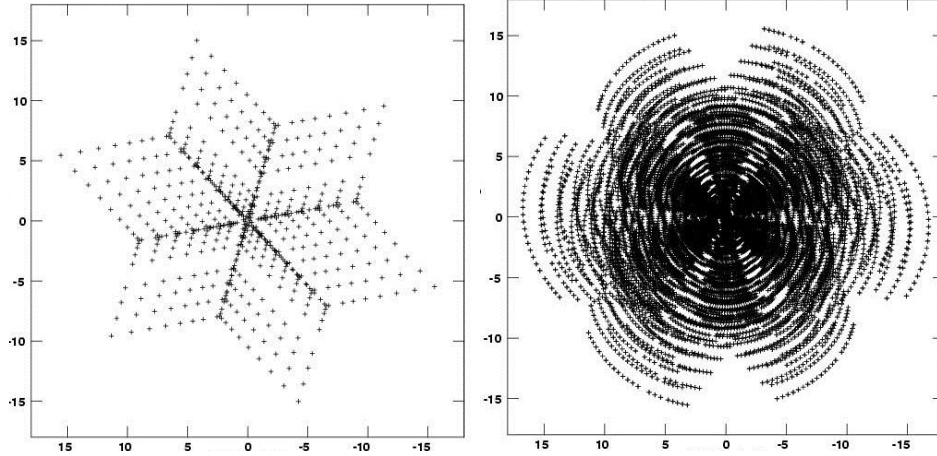


FIGURE 2.2. Gauche : Une capture instantanée du plan $u - v$ du télescope VLA du quasar 3C147. Droite : La couverture du plan $u - v$ après 4h d’observations à une déclinaison de $\delta = 50$ deg (Perley, 2016). Les axes sont en kilo longueurs d’onde.

qui est l’équivalent complexe de R en utilisant l’identité :

$$e^{i\phi} = \cos(\phi) + i \sin(\phi). \quad (2.6)$$

En considérant plutôt un interféromètre avec une bande de longueurs d’onde finie et une source étendue, l’équation 2.5 se généralise et la réponse du corrélateur est appelée visibilité complexe (de l’anglais «*complex visibility*»), notée V . On exprime cette fonction dans un système de coordonnées plus naturel, dénoté (u, v, w) (voir figure 2.1). Sous cette forme, V est en fait la transformée de Fourier de la luminosité de la source B :

$$V(u,v) \xleftrightarrow{TF} B(x,y) \quad (2.7)$$

Ainsi, une observation à l’aide d’un interféromètre mesurant l’amplitude et la phase de V évalue en fait la transformée de Fourier de la distribution de luminosité de la source. La transformée inverse du signal reçu permettra de produire une image de la source. La figure 2.2 montre le plan $u - v$ pour une observation instantanée avec le télescope radio VLA : chaque point est une mesure de la «*complex visibility*» pour une «*baseline*». Les espaces entre ces points impliquent la perte de composantes de Fourier : il faut donc optimiser la couverture du plan $u - v$, d’abord en ayant le plus de «*baselines*» possible et en profitant de la rotation de la Terre. En effet, à mesure que la Terre tourne, l’orientation des «*baselines*» se modifie, traçant des arcs dans le plan.

2.1.2. Le Karl G. Jansky Very Large Array

Le Karl G. Jansky Very Large Array, JVLA, est un télescope radio situé au Nouveau-Mexique, États-Unis. Il est composé de 27 antennes Cassegrain de 25 m de diamètre. Disposées sur des rails en forme de Y , les antennes sont réparties en quatre configurations possibles

Configuration	A	B	C	D
B_{\max} (km ¹)	36.4	11.1	3.4	1.03
B_{\min} (km ¹)	0.68	0.21	0.035 ⁵	0.035
Band	Synthesized Beamwidth θ_{HPBW}(arcsec)^{1,2,3}			
74 MHz (4)	24	80	260	850
350 MHz (P)	5.6	18.5	60	200
1.5 GHz (L)	1.3	4.3	14	46
3.0 GHz (S)	0.65	2.1	7.0	23
6.0 GHz (C)	0.33	1.0	3.5	12
10 GHz (X)	0.20	0.60	2.1	7.2
15 GHz (Ku)	0.13	0.42	1.4	4.6
22 GHz (K)	0.089	0.28	0.95	3.1
33 GHz (Ka)	0.059	0.19	0.63	2.1
45 GHz (Q)	0.043	0.14	0.47	1.5
	Largest Angular Scale θ_{LAS}(arcsec)^{1,4}			
74 MHz (4)	800	2200	20000	20000
350 MHz (P)	155	515	4150	4150
1.5 GHz (L)	36	120	970	970
3.0 GHz (S)	18	58	490	490
6.0 GHz (C)	8.9	29	240	240
10 GHz (X)	5.3	17	145	145
15 GHz (Ku)	3.6	12	97	97
22 GHz (K)	2.4	7.9	66	66
33 GHz (Ka)	1.6	5.3	44	44
45 GHz (Q)	1.2	3.9	32	32

FIGURE 2.3. Tableau des propriétés des configurations du VLA. Le tableau montre la distance maximale et minimale entre les antennes (B_{\max} et B_{\min}) selon la configuration (A, B, C et D), de même que la taille du faisceau en terme de largeur à mi-hauteur (θ_{HPBW}) relié à la résolution et la taille angulaire maximale détectable (θ_{LAS}) selon la bande de fréquence observée et la configuration. Source : NRAO.



FIGURE 2.4. Gauche : Le réflecteur secondaire de 2.3 m de diamètre sur l'une des antennes du JVL A est de forme convexe et réfléchit les ondes radio dans l'un des guides d'ondes situé au centre de l'antenne. Au centre du réflecteur secondaire est fixée une antenne dipolaire qui capte le signal de la bande de fréquence de 330 MHz (bande P). Droite : Un anneau de guides d'ondes est situé au centre de chaque antenne. Pour une bande de fréquence donnée, le guide d'onde est sélectionné en pivotant le réflecteur secondaire. Le plus grand cornet d'alimentation visible à droite est celui de la bande L (1.5 GHz).

(voir figure 2.3) : A (la plus grande, 36 km), B, C et D (la plus petite, 1 km). Grâce au réflecteur secondaire mobile dont est pourvue chaque antenne (voir figure 2.4), les différentes bandes de fréquences radio pouvant être observées vont de 73 MHz (bande 4) à 50 GHz (bande Q). L'orientation et la disposition des antennes ont été choisies de façon à couvrir le plan $u - v$ le mieux possible pour des sources situées entre le pôle Nord et la déclinaison -30 deg.

Au cours des dernières années, ce télescope a été équipé de nouveaux récepteurs à bande spectrale large et son électronique renouvelée, améliorant sa précision et sa sensibilité. Un nouveau corrélateur, le *Wideband Interferometric Digital ARchitecture* (WIDAR), a également été installé (e.g. Carlson & Dewdney 2000; Perley et al. 2011). Ce dernier, une contribution canadienne, est capable de corrélérer les signaux sur une très large bande spectrale. À titre d'exemple, la largeur de la bande spectrale P a augmenté, passant de 300-340 MHz à 230-470 MHz (e.g. Clarke et al. 2011). Les nouveaux récepteurs en bande P sont dotés de 16 fenêtres spectrales comprenant chacune 128 canaux d'une largeur de 125 kHz.

La réduction des données du JVLA s'effectue avec CASA. Cet ensemble d'outils et de tâches permet d'identifier et d'enlever les mauvaises données (RFI), de calibrer les données sur des sources possédant un modèle, puis d'effectuer la transformée de Fourier inverse afin de produire une image.

2.2. L'ASTRONOMIE EN RAYONS X

Étant donné que l'atmosphère de la Terre est opaque aux photons dont la longueur d'onde est inférieure à ~ 300 nm, l'astronomie en rayons X ne peut s'effectuer qu'à partir de l'espace (e.g. McLean 2008). Un autre enjeu à considérer dans le cas des rayons X est le fait que les photons ayant une telle énergie seront absorbés ou passeront simplement au travers d'un miroir normalement utilisé en astronomie optique s'ils sont à incidence normale. Ces photons seront par contre réfléchis s'ils arrivent à la surface de certains matériaux avec un angle rasant (~ 1 deg, voir figure 2.5, e.g. McLean 2008). Un revêtement d'iridium est utilisé par exemple dans le cas du télescope *Chandra* (e.g. CXC 2017). Afin d'augmenter la surface collectrice de ce type de configuration, les miroirs sont imbriqués les uns dans les autres (voir figures 2.5 et 2.6). Ainsi, avec ses 58 miroirs totalisant 120 m² le *X-ray Multi-Mirror Mission* (*XMM-Newton*, e.g. XMM-Newton Community Support Team 2017) a beaucoup plus de surface collectrice que le télescope *Chandra* avec ses 4 miroirs (1145 cm²). Cependant, la résolution du télescope *XMM-Newton* est $\approx 6''$ alors que celle de *Chandra* est $\approx 0.5''$. Comme les phénomènes étudiés dans cette thèse nécessitent une grande résolution, le fonctionnement du télescope *Chandra* est détaillé dans la section suivante.

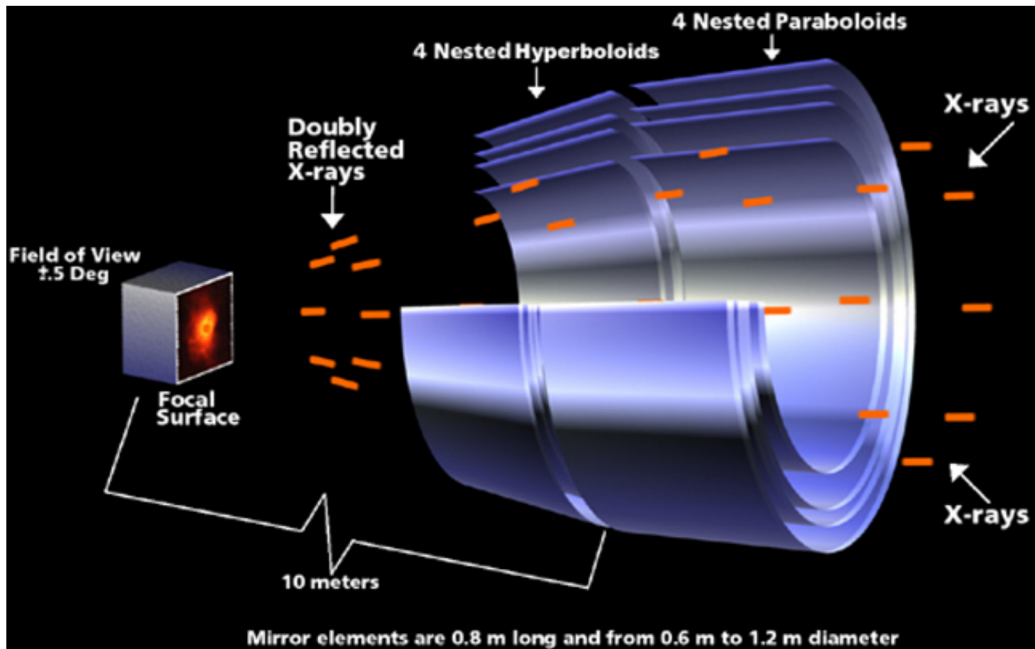


FIGURE 2.5. Illustration de l'assemblage des quatre paires de miroirs imbriqués les uns dans les autres sur le télescope *Chandra*, le «*High Resolution Mirror Assembly*» (HRMA), et le schéma du trajet optique parcouru par les rayons X. La surface collectrice totale de cet assemblage est de 1145 cm^2 (CXC, 2017). Source :NASA/CXC/D.Berry

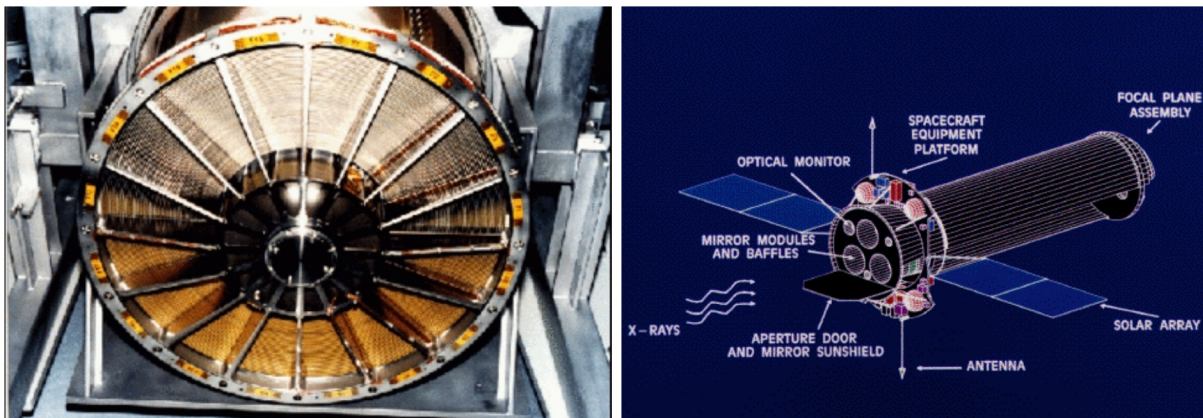


FIGURE 2.6. *XMM-Newton* est un autre observatoire des rayons X, développé par l'Agence spatiale européenne et lancé en 1999. Gauche : Contrairement à *Chandra*, celui-ci est composé de trois modules de miroirs, chacun constitué de 58 miroirs imbriqués les uns dans les autres et séparés par quelques millimètres. La surface collectrice totale de cet assemblage (120 m^2) est beaucoup plus élevée que celle de *Chandra*. Source : ESA. Droite : Illustration de *XMM-Newton* dans son ensemble. Source : *XMM-Newton* SOC, VILSPA.

2.2.1. Le télescope *Chandra*

L'observatoire de rayons X *Chandra* (voir figure 2.7) a été développé par la NASA et a été lancé en 1999 par la navette spatiale Columbia. Son orbite elliptique varie dans le temps,

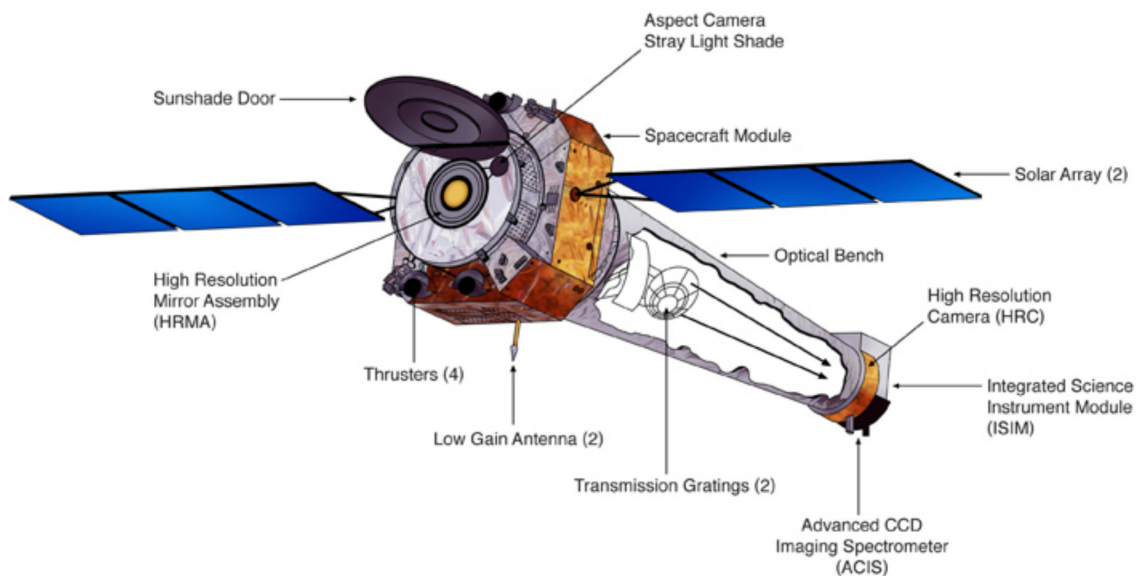


FIGURE 2.7. Illustration de l'Observatoire de rayons X *Chandra* et de ses différentes composantes. Source : NGST, NASA/CXC

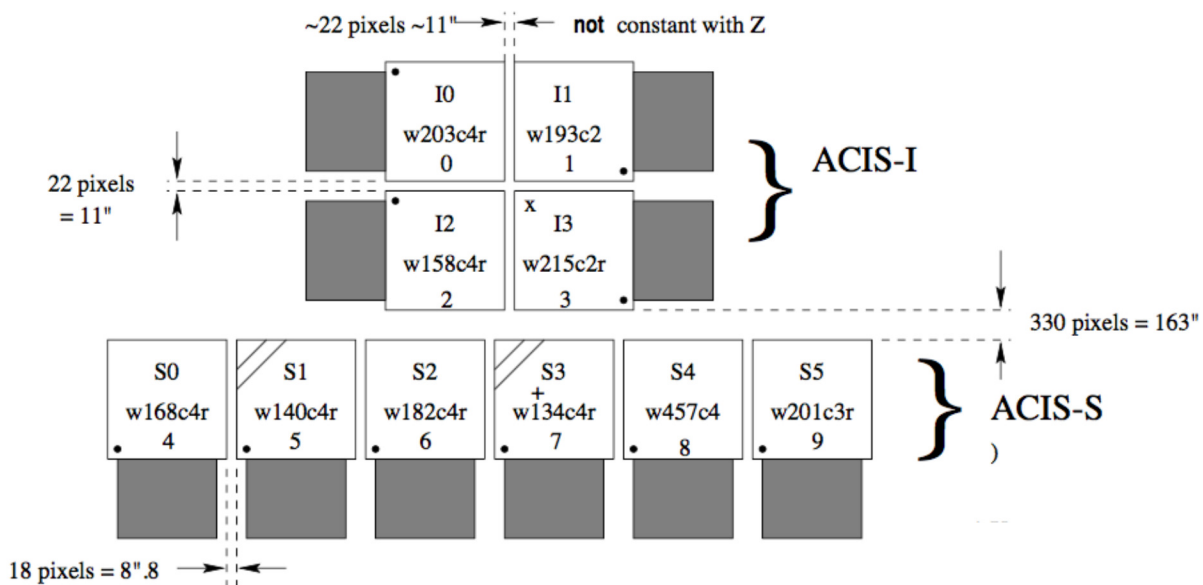


FIGURE 2.8. Illustration de l'instrument ACIS sur l'Observatoire de rayons X *Chandra* (CXC, 2017). Les dix CCDs au total sont divisés en deux regroupements : un regroupement de quatre CCDs (ACIS-I) et de six CCDs (ACIS-S). S1 et S3 sont les CCDs plus sensibles à basse énergie, «*back-illuminated*» alors que les autres sont «*front-illuminated*».

son apogée et son périégée étant de l'ordre de ~ 130000 km et de ~ 20000 km respectivement. *Chandra* prend une soixantaine d'heures pour compléter une orbite. Cette orbite particulière permet au télescope de passer $\sim 75\%$ du temps à l'extérieur de la ceinture de Van Allen, une zone à haute densité de particules chargées entourant la Terre et nuisible aux observations. Le passage au travers de la ceinture de Van Allen limite la plus longue période d'observation continue possible à une cinquantaine d'heures. *Chandra* est équipé de quatre paires de miroirs imbriqués (le «*High Resolution Mirror Assembly*», HRMA) qui focalisent la lumière ~ 10 mètres plus loin, où se trouvent quatre instruments scientifiques : le High Resolution Camera (HRC), l'Advanced CCD Imaging Spectrometer (ACIS), le High Energy Transmission Grating Spectrometer (HETGS) et le Low Energy Transmission Grating Spectrometer (LETGS). HRC et ACIS sont des détecteurs situés au point focal du télescope alors que LETGS et HETGS sont des spectromètres à réseau de diffraction qui peuvent être placés sur le chemin optique et dont les spectres sont lus par les détecteurs HRC ou ACIS.

Seules les observations de l'instrument ACIS sont utilisées dans cette thèse (voir chapitre 3). L'instrument ACIS offre la capacité à la fois de prendre des images haute-résolution et d'obtenir des spectres à résolution modérée, soit de l'ordre de ~ 150 eV. ACIS est composé de dix CCDs au total, divisé en deux regroupements (voir figure 2.8) : un regroupement de quatre CCDs (ACIS-I) et de six CCDs (ACIS-S). Chaque CCD possède 1024×1024 pixels. Deux des six CCDs sur ACIS-S (ACIS-S1 et ACIS-S3) sont dits «*back-illuminated*» (BI), car ils ont été retournés, le côté arrière du CCD faisant face aux photons rayons X. La couche de silicium des CCDs BI a été traitée de sorte que la partie insensible à la lumière ait été retirée, laissant la couche photo-sensible exposée. Tous les autres CCDs sont dits «*front-illuminated*» (FI), c'est-à-dire que l'ouverture située sur le dessus du pixel fait face aux photons. Les CCDs BI ont donc une résolution spectrale moyenne plus grande et possèdent une meilleure réponse à basse énergie que les CCDs FI. L'absorption photoélectrique d'un photon rayon X dans la couche de silicium d'un de ces CCDs libère une quantité d'électrons proportionnelle à l'énergie du photon. Cette charge est alors confinée jusqu'à la fin de l'exposition, d'une durée totale de ~ 3.2 s. Le détecteur est alors lu pendant ~ 41 ms. Dans le cas des CCDs FI, la charge accumulée peut plus facilement se diffuser vers les pixels voisins que pour les CCDs BI. À chaque photon rayon X détecté par l'un des CCDs (appelé «événement»), un grade est y attribué. Ce grade dépend de la distribution de charges sur les 3×3 pixels voisins. Selon le grade, les événements provenant par exemple des rayons cosmiques peuvent être identifiés et éliminés des observations. La résolution spatiale de ACIS est limitée non pas par l'assemblage des miroirs de *Chandra* mais plutôt par la taille même des pixels des CCDs, soit $24.0\mu\text{m} \sim 0.492''$. L'efficacité de cet instrument sous 2 keV baisse tranquillement avec le temps dû à l'accumulation de contamination moléculaire sur l'un des filtres optiques (e.g. CXC 2017).

La réduction des données de l'instrument ACIS s'effectue avec l'ensemble de logiciels *Chandra Interactive Analysis of Observations* (CIAO). CIAO permet, entre autres, de se débarrasser des mauvais pixels, de filtrer les événements avec un grade mauvais ainsi que tout autre événement anormal («*flare*»). Il permet aussi de retirer les «*streak events*» causés lors d'une mauvaise lecture des CCDs de ACIS ainsi que les pixels rémanents («*afterglow*») causés par les rayons cosmiques. Ce logiciel permet également de créer des images du bruit de fond correspondant à une observation donnée (les fichiers «*banksky*»), tenant compte de la réponse de l'instrument utilisé et du temps d'exposition. Les diverses manipulations des observations (fusion ou filtrage d'observations, détection de sources ponctuelles, etc.) s'effectuent également avec CIAO. L'analyse spectrale des observations de l'instrument ACIS s'effectue avec le logiciel *X-Ray Spectral Fitting Package* (Xspec).

2.2.2. Résolution spectrale en astronomie rayons X

Sur le télescope *Chandra*, c'est l'instrument LETGS qui atteint la plus haute résolution spectrale $E/\Delta E \sim 1000$ entre 0.07 et 0.2 keV, soit de ~ 0.1 eV. À titre de comparaison, la résolution spectrale de l'instrument ACIS est de ~ 150 eV. La résolution spectrale d'un spectrographe à réseau tel que LETGS sera par contre affectée par la taille de la source lorsque celle-ci est étendue. La résolution de ce type d'instrument est donc grandement affectée lorsqu'il s'agit de sources telles que les amas et les groupes de galaxies. Cependant, ce n'est pas le cas pour un calorimètre, à cause de sa nature non dispersive. Lancé le 17 février 2016, *Hitomi* (anciennement dénommé ASTRO-H) était composé de quatre télescopes différents : deux Soft X-ray Telescope (SXT) et deux Hard X-ray Telescope (HXT). Quatre instruments étaient également installés à son bord : le Soft X-ray Imager (SXI), le Soft X-ray Spectrometer (SXS), le Soft Gamma-ray Detector (SGD) et le Hard X-ray Imager (HXI). SXS était un spectrographe non dispersif, basé sur un calorimètre plutôt que sur un réseau dispersif. Sa résolution spectrale était de 7 eV entre 0.3 et 12 keV et sa résolution spatiale de 1.2'. L'assemblage de 6×6 pixels de SXS, ayant un champ de vu de 3.05'×3.05' (e.g. Takahashi et al. 2014), mesurait le changement de température créé par l'énergie des photons rayons X qui touchent le calorimètre. Ce changement de température est proportionnel à l'énergie du photon. La limite d'un tel instrument est déterminée par la précision de la mesure de température par rapport aux fluctuations thermiques et dépend donc de la température à laquelle l'instrument est refroidi. SXS était refroidi à une température de 0.05 K (e.g. Hitomi Collaboration 2016). Malheureusement, après 38 jours d'opération, le contact avec le télescope a été perdu le 26 mars 2016, causé par une défaillance catastrophique. L'amas de Persée a été observé par SXS durant la phase d'observation initiale pour un total de 320 Ks (e.g. Hitomi Collaboration 2016; Hitomi Collaboration 2018). Les observations ont été prises avec l'obturateur en place pour les observations de la phase initiale, coupant la plupart des photons rayons X d'énergie plus basse que 3 keV. Une mission de remplacement de *Hitomi*

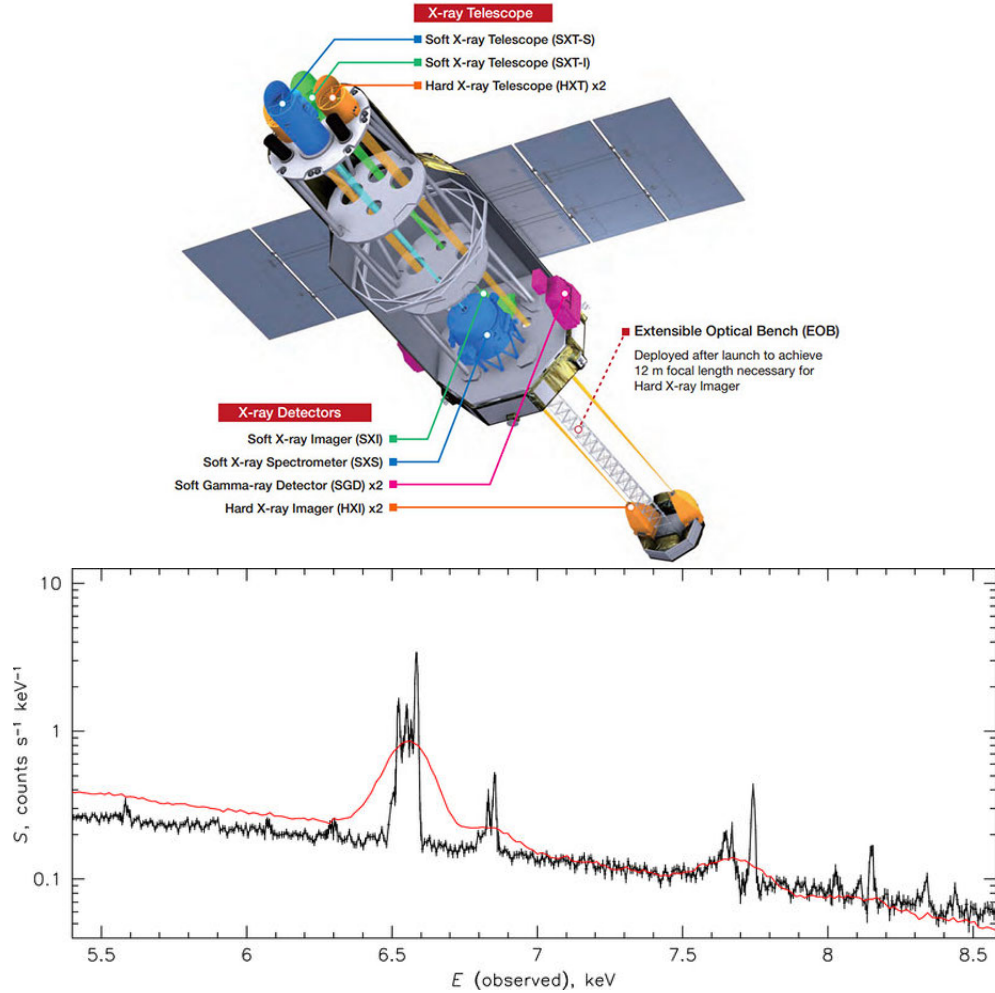


FIGURE 2.9. Haut : Illustration du télescope *Hitomi* dans son ensemble. Source : Jaxa. Bas : Spectre de la région centrale de l’amas de Persée (région de 60 kpc \times 60 kpc, centré à environ 1’ au nord-ouest de l’AGN de la galaxie centrale de l’amas, 230 ks d’exposition - soit une partie des 320 ks d’exposition totale) obtenu par *Hitomi* (en noir) comparé à celui obtenu par le *Suzaku X-ray imaging spectrometer* (en rouge, Hitomi Collaboration 2016). La différence entre le continu mesuré par les deux instruments reflète la différence en termes de surface collectrice des télescopes.

(*X-ray Astronomy Recovery Mission*, XARM) est prévue pour 2021 et sera composée, entre autres, d’un instrument similaire au SXS.

2.3. LA SPECTRO-IMAGERIE À TRANSFORMÉE DE FOURIER

La base d’un spectro-imageur à transformée de Fourier est un interféromètre de Michelson (voir figure 2.10). Lorsque la lumière rencontre le miroir semi-réfléchissant (« *beamsplitter* »), le faisceau est séparé en deux parties qui seront chacune réfléchies par deux miroirs, l’un fixe et l’autre mobile (le « *scanning mirror* »). Les deux faisceaux se recombinent par la suite sur le miroir semi-réfléchissant et interfèrent sur le détecteur (un imageur) selon la différence de

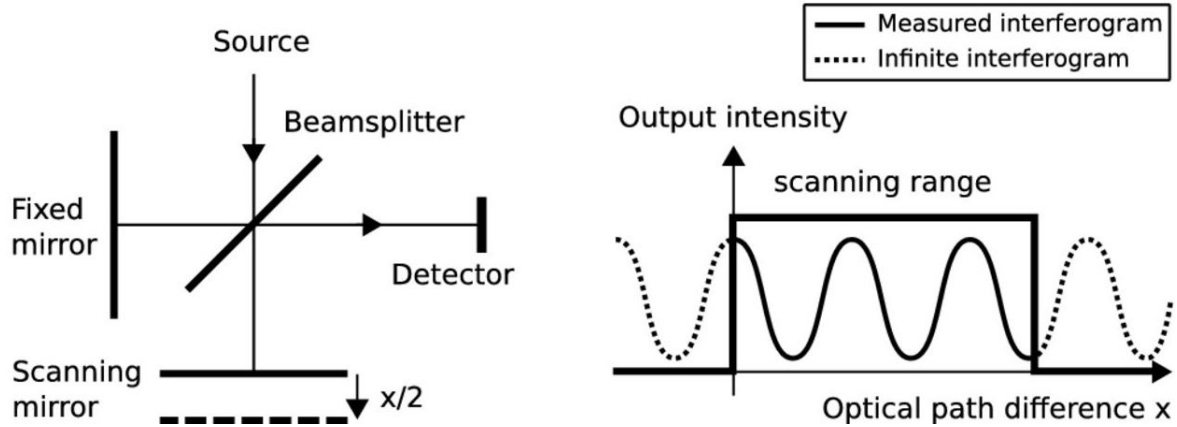


FIGURE 2.10. Gauche : Représentation d’un interféromètre de Michelson. Le miroir mobile peut se déplacer d’une distance de $x/2$, créant une différence totale de parcours dans le chemin optique de x entre les deux faisceaux. Droite : Pour une source monochromatique, l’interférogramme produit (soit l’intensité détectée en fonction de la différence de parcours optique x) est une fonction cosinus. Pour un instrument réel, la gamme de déplacements possibles du miroir mobile est limitée (Martin et al., 2016).

parcours entre les deux chemins optiques. Cette différence de parcours est égale à deux fois le déplacement du miroir mobile par rapport à celui fixe. Celle-ci se traduit par une différence de phase et cette dernière dépend également de la longueur d’onde. Lors d’une observation, cette différence de parcours est graduellement modifiée : le signal mesuré au détecteur est donc modulé selon le spectre de la source observée. Ce signal est appelé interférogramme. Pour une source dont le spectre est $I(k)$, où $k = 2\pi/\lambda$, ce signal ($F(\Delta x)$, où Δx est la différence de parcours optique) s’écrit (McLean, 2008) :

$$F(\Delta x) \propto \int I(k) [1 + \cos(2k\Delta x)] dk \quad (2.8)$$

Il faut donc faire une transformée de Fourier inverse pour retrouver le spectre de la source. Comme la gamme de déplacements possibles du miroir mobile est limitée dans un instrument réel, l’interférogramme est en fait la multiplication d’un interférogramme infini et une fonction porte (voir figure 2.10). Selon le théorème de convolution, la transformée de Fourier inverse d’un produit de deux fonctions est le produit de convolution entre les transformées de Fourier inverses de ces fonctions. Le spectre mesuré sera donc le produit de convolution entre la transformée de Fourier inverse du spectre réel avec une fonction sinus cardinal ($sinc()$, transformée inverse d’une fonction porte). Pour cette raison, la fonction instrumentale sera alors une fonction sinus cardinal (e.g. Martin et al. 2016).

La méthode de spectro-imagerie à transformée de Fourier consiste donc à prendre une image à chaque déplacement du miroir mobile. Un cube interférométrique sera ainsi obtenu. Un spectre peut alors être extrait à chaque pixel de ce cube. Il existe d’autres techniques combinant les capacités d’un imageur et d’un spectrographe, mais l’avantage de cette méthode

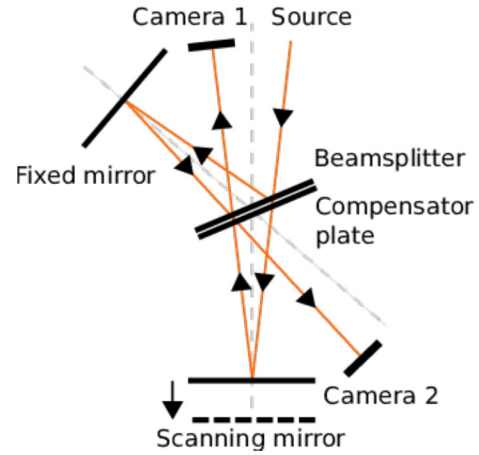


FIGURE 2.11. Gauche : L'instrument SITELLE installé au TCFH. Source : http://cfht.hawaii.edu/Instruments/Sitelle/SITELLE_news.php Droite : Représentation schématique du trajet optique de l'instrument SITELLE (Martin & Drissen, 2017).

est d'obtenir de l'information spectrale sur un grand champ de vue. Cet atout est essentiel lorsqu'il s'agit d'étudier la dynamique de structures s'étendant sur plusieurs arcminutes. Il existe plusieurs spectro-imageurs à transformée de Fourier opérationnels dans l'infrarouge et dans le submillimétrique (e.g. Martin et al. 2016) : SPIRE (*Herschel*), FIS-FTS (*AKARI*), PFS (*Mars Express*), CIRS (*Cassini orbiter*), BEAR (CFHT), FTS-2 (*James Clerk Maxwell Telescope*).

2.3.0.1. L'instrument SITELLE

Depuis juillet 2015, un nouvel instrument utilisant la méthode de spectro-imagerie à transformée de Fourier est en fonction au Télescope Canada-France-Hawaïi (TCFH) : SITELLE («Spectromètre Imageur à Transformée de Fourier pour l'Étude en Long et en Large des raies d'Émission», PI : Laurent Drissen, voir figure 2.11). Successeur d'SpIOMM (développé à l'Observatoire du Mont-Mégantic, e.g. Grandmont et al. 2003; Bernier et al. 2006), SITELLE possède un très large champ de vue ($11' \times 11'$) et couvre du domaine visible au proche-UV avec trois filtres (365-385 nm, 480-520 nm, 647-685 nm). L'instrument est équipé de deux détecteurs E2V de 2048×2048 pixels avec une résolution spatiale de $0.321'' \times 0.321''$. La résolution spectrale maximale obtenue avec SITELLE est de $R = \lambda/\Delta\lambda \sim 10000$ (Martin & Drissen, 2017).

Contrairement au schéma classique de l'interféromètre de Michelson décrit à la section précédente (voir figure 2.10 - gauche), SITELLE est plutôt basé sur une configuration hors-axe (voir figure 2.11 - droite). Cette configuration permet de mesurer le flux de chacun des deux faisceaux créés par le miroir semi-réfléchissant de façon indépendante par deux caméras différentes. Une observation produira donc deux cubes interférométriques qui sont combinés lors des étapes de réduction de données.

La réduction, la calibration et l'analyse des données provenant de SITELLE s'effectuent avec l'ensemble de logiciels ORB¹ («Outil de Réduction Binoculaire»), ORBS² («Outil de Réduction Binoculaire pour SITELLE») et ORCS³ («Outils de Réduction de Cubes Spectraux»), spécifiquement développé pour cet instrument (Martin et al., 2015). ORB est le module de fonctions utilisées pour tout l'ensemble de logiciels. La réduction des données s'effectue avec ORBS et consiste à calibrer les images provenant des deux caméras, d'aligner et de combiner les deux cubes interférométriques, d'appliquer les transformations de Fourier sur le cube résultant afin d'obtenir un cube spectral et enfin de calibrer le cube spectral. La calibration en longueur d'onde est basée sur l'observation d'une source laser He-Ne à 543.5 nm. L'outil ORCS permet, entre autres, d'extraire un spectre de chaque pixel ou d'une région d'un cube interférométrique donné, d'ajuster un modèle de raies d'émission ou d'absorption à un spectre, de choisir un algorithme d'ajustement (bayésien ou classique) et de calibrer les données en termes de longueur d'onde, d'astrométrie et de flux. Les raies d'émission OH du ciel sont modélisées et ajustées aux spectres provenant de divers endroits dans le cube avec la fonction «SPECTRALCUBE.MAP_SKY_VELOCITY()» et les corrections peuvent être appliquées avec «SPECTRALCUBE.CORRECT_WAVELENGTH()» afin d'ajuster la calibration en longueur d'onde du cube. (Martin et al., 2018). Une fois le spectre modélisé, pour chaque région donnée, le flux, la vitesse et la dispersion en vitesse des différentes raies, de même que leur incertitude respective, sont obtenus.

RÉFÉRENCES

- Bernier A.-P., Grandmont F., Rochon J.-F., Charlebois M., Drissen L., 2006, in *Ground-based and Airborne Instrumentation for Astronomy*. International Society for Optics and Photonics, p. 626949, doi:10.1117/12.671410
- Burke B. F., Graham-Smith F., 2010, *An Introduction to Radio Astronomy*. Cambridge University Press
- CXC 2017, *The Chandra Proposers' Observatory Guide*
- Carlson B. R., Dewdney P. E., 2000, *Electronics Letters*, 36, 987
- Clarke T. E., et al., 2011.
- Condon J. J., Ransom S. M., 2016, *Essential Radio Astronomy*
- Grandmont F., Drissen L., Joncas G., 2003, in *Specialized Optical Developments in Astronomy*. International Society for Optics and Photonics, pp 392–402, doi:10.1117/12.457339
- Hitomi Collaboration ., 2016, *Nature*, 535, 117
- Hitomi Collaboration 2018, *Publications of the Astronomical Society of Japan*, 70, 9

1. <http://132.203.11.199/orb-doc/index.html>
2. <http://132.203.11.199/orbs-doc/index.html>
3. <http://celeste.phy.ulaval.ca/orcs-doc/index.html>

Martin T., Drissen L., 2017, arXiv :1706.03230 [astro-ph]
Martin T., Drissen L., Joncas G., 2015. ADASS XXIV, p. 327
Martin T. B., Prunet S., Drissen L., 2016, MNRAS, 463, 4223
Martin T. B., Drissen L., Melchior A.-L., 2018, MNRAS, 473, 4130
McLean I. S., 2008, *Electronic Imaging in Astronomy*. Springer Berlin Heidelberg, Berlin, Heidelberg
NRAO 2018, *Guide to Observing with the VLA*
Perley R., 2016, *Radio interferometry*
Perley R. A., Chandler C. J., Butler B. J., Wrobel J. M., 2011, *ApJ*, 739, L1
Takahashi T., et al., 2014. p. 914425, doi:10.1117/12.2055681
Taylor G. B., Carilli C. L., Perley R. A., eds, 1999, *Synthesis Imaging in Radio Astronomy II : Conference Series Volume 180*. Astronomical Society of the Pacific, San Francisco, Calif
Wilson T., Rohlfs K., Hüttemeister S., 2008, *Tools of Radio Astronomy*. Springer Science & Business Media
XMM-Newton Community Support Team 2017, *XMM-Newton Users Handbook*

Chapitre 3

UPLIFT, FEEDBACK AND BUOYANCY : RADIO LOBE DYNAMICS IN NGC 4472

M. Gendron-Marsolais^{1,2}, R. P. Kraft², A. Bogdan², J. Hlavacek-Larrondo¹, W. R. Forman², C. Jones², Y. Su², P. Nulsen², S. W. Randall² and E. Roediger³

¹*Département de Physique, Université de Montréal, Montréal, QC H3C 3J7, Canada*

²*Harvard-Smithsonian Center for Astrophysics, 60 Garden Street, Cambridge, MA 02138, USA*

³*E.A. Milne Centre for Astrophysics, Department of Physics and Mathematics, University of Hull, Hull, HU6 7RX, UK*

Received 2017 April 18; accepted 2017 September 1

Published in *The Astrophysical Journal*, Volume 848, Issue 1, article id. 26, 10 pp., October 2017

Résumé

Nous présentons les résultats d'observations profondes (380 ks) avec *Chandra* de l'AGN dans la galaxie massive de type précoce NGC 4472. Nous détectons des cavités dans le gaz rayons X qui coïncident avec des lobes radio et estimons l'enthalpie des lobes est et ouest à $(1.1 \pm 0.5) \times 10^{56}$ erg et $(3 \pm 1) \times 10^{56}$ erg respectivement, de même que la puissance moyenne requise pour les former à $(1.8 \pm 0.9) \times 10^{41}$ erg s⁻¹ et $(6 \pm 3) \times 10^{41}$ erg s⁻¹ respectivement. Nous détectons également des coquilles plus brillantes en rayons X autour des lobes radio

avec une discontinuité marquée de brillance de surface entre ces coquilles et le gaz ambiant. La température du gaz dans ces coquilles est plus basse que celle dans le médium ambiant, suggérant qu’elles n’ont pas été créées par des chocs provenant de l’AGN mais plutôt par le soulèvement de gaz provenant du centre, entraîné par les bulles radio. Nous estimons l’énergie requise pour soulever ce gaz à un maximum de $(1.1 \pm 0.3) \times 10^{56}$ erg et $(3 \pm 1) \times 10^{56}$ erg pour les coquilles est et ouest respectivement, constituant une fraction significative de l’énergie totale disponible. Une estimation plus conservatrice suggère que le gaz dans les coquilles a été soulevé sur une plus petite distance, requérant seulement 20 – 25% de cette énergie. Dans tous les cas, si une fraction significative de cette énergie de soulèvement est thermalisée via instabilités hydrodynamiques ou conduction thermique, nos résultats suggèrent qu’il pourrait s’agir d’une source importante de réchauffement dans les amas à coeur froid et les groupes. Nous détectons aussi le signe d’une baisse centrale d’abondance dans NGC 4472. Le profile d’abondance en fer montre que la région le long du système de cavités a une métallicité plus basse que le gaz ambiant non perturbé, similaire à la région centrale. Ceci montre également que les bulles ont soulevé du gaz à basse métallicité provenant du centre.

Mots-clés : Galaxies : amas : individuel : NGC 4472 - Rayons X : galaxies : groupes

Abstract

We present results from deep (380 ks) *Chandra* observations of the AGN outburst in the massive early-type galaxy NGC 4472. We detect cavities in the gas coincident with the radio lobes and estimate the eastern and western lobe enthalpy to be $(1.1 \pm 0.5) \times 10^{56}$ erg and $(3 \pm 1) \times 10^{56}$ erg, and the average power required to inflate the lobes to be $(1.8 \pm 0.9) \times 10^{41}$ erg s⁻¹ and $(6 \pm 3) \times 10^{41}$ erg s⁻¹, respectively. We also detect enhanced X-ray rims around the radio lobes with sharp surface brightness discontinuities between the shells and the ambient gas. The temperature of the gas in the shells is less than that of the ambient medium, suggesting that they are not AGN-driven shocks but rather gas uplifted from the core by the buoyant rise of the radio bubbles. We estimate the energy required to lift the gas to be up to $(1.1 \pm 0.3) \times 10^{56}$ erg and $(3 \pm 1) \times 10^{56}$ erg for the eastern and western rim respectively, constituting a significant fraction of the total outburst energy. A more conservative estimate suggests that the gas in the rim was uplifted a smaller distance, requiring only 20 – 25% of this energy. In either case, if a significant fraction of this uplift energy is thermalized via hydrodynamic instabilities or thermal conduction, our results suggest that it could be an important source of heating in cool core clusters and groups. We also find evidence for a central abundance drop in NGC 4472. The iron abundance profile shows that the region along the cavity system has a lower metallicity than the surrounding, undisturbed gas, similar to the central region. This also shows that bubbles have lifted low-metallicity gas from the center.

Keywords: Galaxies: clusters: individual: NGC 4472 - X-rays: galaxies: groups

3.1. INTRODUCTION

Active galactic nuclei (AGN) mechanical feedback is believed to compensate the radiative losses of the intraculster medium (ICM) in many clusters of galaxies (e.g. Churazov et al. 2000, 2001; Bîrzan et al. 2004; Dunn & Fabian 2006; Rafferty et al. 2006). Through this feedback process, energy's injected in the ICM via outflows produced from the accretion onto the central supermassive black hole (SMBH) of the dominant galaxy. Signatures of this process are directly observable at X-ray wavelengths as the inflation of jet-driven radio bubbles displaces the ICM and creates regions known as X-ray cavities (e.g. Böhringer et al. 1993; McNamara et al. 2000; McNamara & Nulsen 2007, 2012). The question of how the energy is transferred - through shocks, turbulent heating or sound waves - is still a matter of debate. One way to address this issue is to study individual nearby cases where the proximity of these objects gives the sensitivity and resolution needed to study AGN feedback in detail and provide a better understanding of this energy transfer.

AGN feedback has been well-studied in a large sample of galaxy groups and clusters (Perseus e.g. Fabian et al. (2011), Virgo e.g. Forman et al. (2007), NGC 5813 e.g. Randall et al. (2015), Centaurus e.g. Sanders et al. (2016) and distant clusters e.g. Hlavacek-Larrondo et al. 2012, 2015), but the underlying microphysics can only be studied in detail in the nearest objects.

The early-type galaxy NGC 4472 (M49) is well suited for this type of study. It is the dominant member of a galaxy group, the brightest group galaxy (BGG), lying on the outskirts of the Virgo cluster (4 degrees south of M87). This massive elliptical galaxy (stellar mass $\sim 8 \times 10^{11} M_{\odot}$, Côté et al. 2003) is the most optically luminous galaxy in the local Universe (0.2 mag brighter than M87).

The hot X-ray corona (~ 1 keV, $L_X \sim 10^{42}$ erg s $^{-1}$) in NGC 4472 was first observed by Forman et al. (1985) with the *Einstein Observatory*, whereas the first measurement of the abundance in the corona was accomplished with *ROSAT* (Forman et al., 1993). Further observations revealed an elongation of the X-ray emission in the northeast-southwest direction as well as a bow shock-like structure on the north side, both resulting from ram pressure stripping from the ICM in the Virgo cluster (Irwin & Sarazin, 1996). Several new structures - a symmetric bright central region, two X-ray cavities corresponding to the radio lobes, a drop in the surface brightness profile 14 kpc northeast from the nucleus and a tail of emission extending 37 kpc to the southwest from the nucleus - were found in the analysis of 40 ks of *Chandra* ACIS-S observations on NGC 4472 (Biller et al., 2004). Kraft et al. (2011) also presented a study of the hot gas dynamics in NGC 4472 based on 100 ks of *XMM-Newton* observations. They found a surface brightness discontinuity at 21 kpc north of the nucleus, detected a > 60 kpc long ram-pressure stripped tail to the southwest and two sets of cool filamentary arms (to the east and southwest, ~ 25 kpc long) which were interpreted as gas

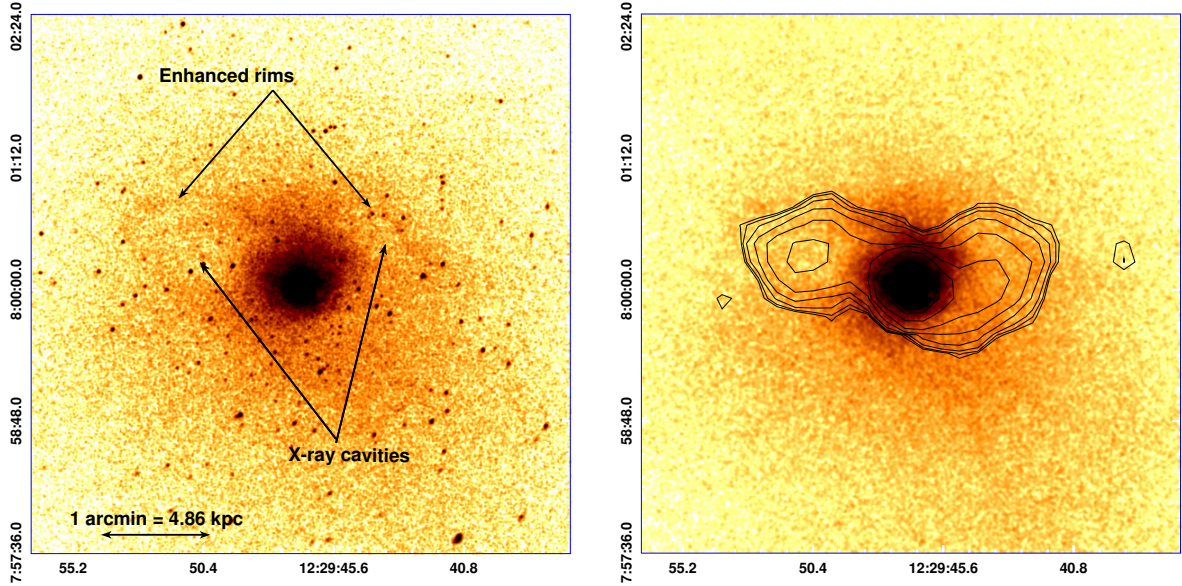


Figure 3.1. Left - Raw image of the 369.60 ks merged *Chandra* observations in the 0.5-2 keV band, smoothed with a 2 pixel Gaussian function. The main X-ray structures are identified: two X-ray cavities, each surrounded by enhanced rims of X-ray emission. Right - Background-subtracted and exposure-corrected image in the 0.5-2 keV band, smoothed with a 3 pixel Gaussian function, point sources removed and replaced by regions interpolated from the surrounding background using DMFILTH, with L-band (20 cm) VLA radio contours starting at $3\sigma = 0.9$ mJy/beam.

uplifted by buoyantly rising radio bubbles. Those older bubbles are currently not observed at GHz radio frequencies.

NGC 4472 is therefore undergoing both internal (by the nuclear outburst) and external (by the interaction with the Virgo ICM) disturbances. In this paper, we study the central regions of the galaxy group, focusing on the effects of the mechanical AGN feedback on the X-ray gas. In addition to the already existing ~ 80 ks, we present ~ 300 ks of new ACIS-S *Chandra* observations (PI Kraft).

Chandra observations and the data reduction are summarized in section 3.2. In sections 3.3 and 3.4, we analyze the structures found in the X-ray data and the metallicity distribution. Section 3.5 discusses the results, comparing NGC 4472 to other groups and clusters. Finally, the results are summarized in section 3.6.

We assume a luminosity distance of 16.7 Mpc for NGC 4472 (Blakeslee et al., 2009) and an angular scale of $4.86 \text{ kpc arcmin}^{-1}$. This corresponds to a redshift of $z = 0.0038$, assuming $H_0 = 69.6 \text{ km s}^{-1}\text{Mpc}^{-1}$, $\Omega_M = 0.286$ and $\Omega_{\text{vac}} = 0.714$. Unless mentioned otherwise, all uncertainties are one sigma.

Table 3. I. *Chandra* observations

Obs ID	Total exposure time (ks)	Cleaned exposure time (ks)	Data mode	Number of counts *	Start date
321	39.59	35.84	VFAINT	103330	2000-06-12
11274	39.67	39.67	FAINT	105240	2010-02-27
12888	159.31	159.31	VFAINT	403338	2011-02-21
12889	135.59	134.78	VFAINT	342530	2011-02-14
Total	374.16	369.60		954438	

* Number of counts in chip S3 in the broad band, from 0.5-7 keV.

3.2. OBSERVATIONS AND DATA REDUCTION

3.2.1. *Chandra* observations and data reduction

We used new, deep *Chandra* Advanced CCD Imaging Spectrometer (ACIS) observations (aimpoint on chip S3, OBSID 12888 and 12889, see table 3. I) combined with archival data (OBSID 321 and 11274). The total exposure time is 374.16 ks and the merged dataset has about one million counts in chip S3 in the broad band from 0.5-7 keV. For our analysis, we used the X-ray-processing packages CIAO version 4.7 and XSPEC version 12.9.

After reprocessing the datasets using CHANDRA_REPRO, point sources were detected with WAVDETECT for each observation, both in the broad 0.5 – 7 keV and in the hard 2 – 7 keV bands. The default parameters of the WAVDETECT tool were used, except for the wavelet radii list in pixels (2, 4, 8, 16), the image and the PSF file of each observation were given as inputs. Excluding the point sources found in the hard band, light curves were produced with DMEXTRACT. Flares were identified and removed with DEFLARE and the LC_CLEAN routine, using default parameters (outliers more than 3σ from the mean count rate were removed). The exposure time remaining after the flare filtering is 369.60 ks. The tool MERGE_OBS was used to merge all the observations together. WAVDETECT was used again on the merged images in the broad (0.5 – 7 keV) and the hard (2 – 7 keV) band. These point source lists were combined and a final list of 503 point sources was made after visual inspection of these regions. Using blank-sky background files tailored to each observation and normalized using the hard energy count rates (9.5 – 12 keV) to match them to each observation, a merged background image was also produced. Finally, an exposure-corrected image was obtained dividing the merged image from the merged exposure map produced by the tool MERGE_OBS.

3.2.2. Radio observations

To constrain the shape of the X-ray cavities, we used an image in FITS format from the NRAO *Very Large Array* (VLA) Archive Survey Images. These images are produced from

publicly available data processed with a pipeline in AIPS. In particular, we selected a 1.4 GHz (L-band, 20 cm) C-configuration image from observation AB0412 (Condon & Broderick, 1988). The image has a beam size of $18'' \times 18''$ and a rms of 0.3 mJy/beam. Two radio lobes of about one arcmin - around 5 kpc - diameter are clearly visible in these observations, on either side of the AGN. The flux density at 1.4 GHz of the nucleus is around 0.2 Jy and it is 8 mJy in the lobes.

3.3. ANALYSIS OF THE CAVITIES AND THE ENHANCED X-RAY EMISSION RIMS

The merged raw image of the X-ray observations is shown in figure 3.1-left. Figure 3.1-right shows the background-subtracted, exposure-corrected, smoothed image where the point sources have been replaced by regions interpolated from the surrounding background using the tool DMFILTH, with L-band (20 cm) VLA radio contours starting at $3\sigma = 0.9$ mJy/beam.. As indicated by the arrows, clear cavities in the X-ray emission are detected at the position of the radio lobes, and rings of enhanced X-ray emission just beyond the lobes. To enhance deviations from the radial surface brightness profile, the merged point-source subtracted image was subtracted and divided by the radial average of the surface brightness profile estimated using 2.5 pixels thick annular regions centered on the X-ray peak of the image. This fractional residual image (see figure 3.2-left) shows even more clearly the cavities' shapes as well as the enhanced rims enclosing them. An analysis of these cavities and rims is presented in the following sections.

3.3.1. Enhanced X-ray emission rims

We explored two possible explanations for the presence of the enhanced X-ray emission rims around the cavities. First, if the bubbles are in a phase of supersonic expansion, these rims could be material pushed aside forming a shocked shell of gas around the bubbles (e.g. Fabian et al. 2003; Forman et al. 2007). Second, if the bubbles are rising buoyantly, in a sub-sonic phase of expansion, then those could be gas uplifted from the center, dragged out by the rising bubbles (e.g. Fabian et al. 2000; Churazov et al. 2001).

To distinguish between the two alternatives, we created a temperature profile across each rim. Using the fractional residual image, five semi-elliptical annuli were closely matched to the shape of each rim (see figure 3.2). The first region lies inside the cavity, two regions lie inside the shell and two other regions lie outside the rim. The spectrum in each of those regions was extracted from each observation individually with SPEXTRACT and fitted simultaneously with XSPEC in the 0.4 – 2.5 keV band fixing the absorption by foreground gas in our Galaxy¹ to $1.62 \times 10^{20} \text{ cm}^{-2}$. Considering the high number of counts and the

1. The neutral hydrogen column density was calculated using the COLDEN tool: <http://cxc.harvard.edu/toolkit/colden.jsp> and was the same value used in Kraft et al. (2011)

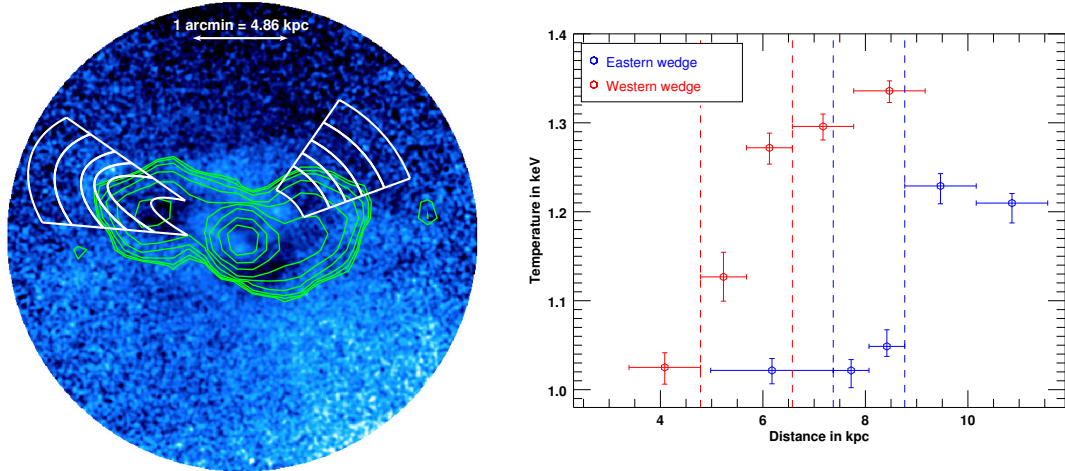


Figure 3.2. Left: Fractional residual image in the 0.5-2 keV band, smoothed with a 2 pixel Gaussian function. L-band (20 cm) VLA radio contours starting at $3\sigma = 0.9$ mJy/beam are shown in green. Regions across each rim, following closely the shapes of the edges, are shown in white. Right: Projected temperature profile across each rim. The red points are for the western wedge and the blue points are for the eastern wedge. The distances on the horizontal axis are the distances from the X-ray center to the center of each region. The dashed lines show the position of the inner and outer bounds of the two rims.

low temperature of NGC 4472, we used a PHABS*VAPEC model, allowing the O, Ne, Mg, Si and Fe abundances to vary and fixing the others (C, N, Al, S, Ar, Ca, Ni) to 0.3. The abundance table used for the modelling of plasma emission and photoelectric absorption in all XSPEC models used in this paper were taking from Anders & Grevesse (1989). We used the atomic database AtomDB version 2.0.2. The temperature profile across each rim is shown in figure 3.2. For both rims, the temperature inside the rim ($1.02^{+0.01}_{-0.02}$ and $1.05^{+0.02}_{-0.01}$ for the eastern rim, 1.13 ± 0.03 and 1.27 ± 0.02 for the western rim) is lower than outside it ($1.23^{+0.01}_{-0.02}$ for the eastern rim and $1.30^{+0.01}_{-0.02}$ for the western rim). The rims are colder than the exterior gas, suggesting that the observed surface brightness jumps are not associated with AGN-driven shocks, but rather with cold gas being dragged out from the center by buoyantly rising bubbles. Similar ~ 25 kpc long filamentary arms have been found in XMM-Newton observations starting at a radius of ~ 15 kpc (Kraft et al., 2011) and could also be gas uplifted by older detached bubbles. Realistic numerical simulations of AGN outbursts in clusters show similar shells with enhanced X-ray surface brightness around cavities (e.g. Heinz et al. 2006; Morsony et al. 2010). Numerical simulations of the evolution of buoyantly rising bubbles into the ICM also show cold gas being dragged out from the center in the wake of the bubbles (e.g. Churazov et al. 2001; Gardini 2007; Revaz et al. 2008).

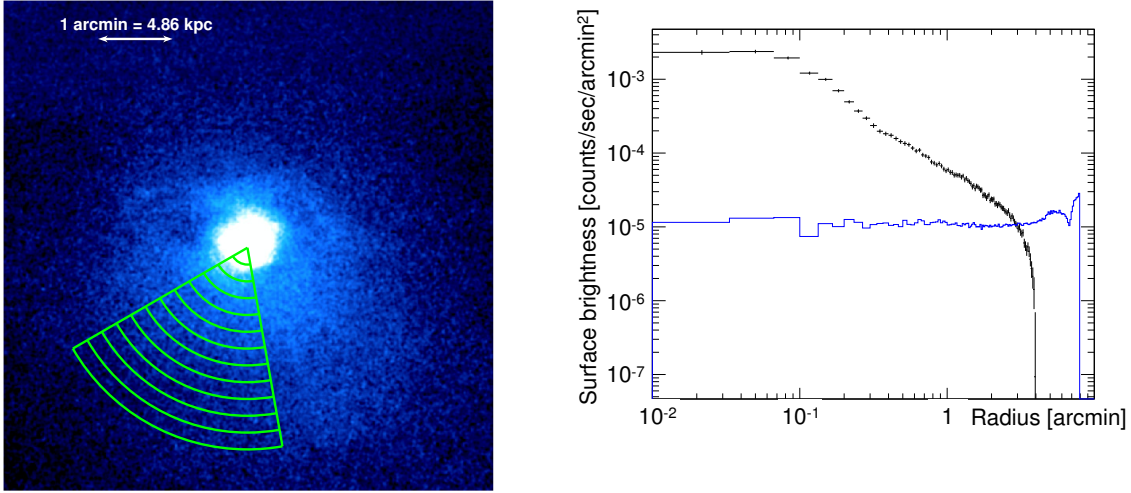


Figure 3.3. Left: Background-subtracted and exposure-corrected image smoothed with a 4 pixel Gaussian function, point sources removed, in the 0.5-2 keV band, with the 12 regions where the temperature, density and pressure profiles were extracted (see figure 3.4). Right: Surface brightness profile (in black) from this wedge obtained with PROFFIT. The subtracted background from the merged blank-sky files is shown in blue.

3.3.2. Outburst energy

The presence of X-ray cavities allows the energy injected into the ICM by the jets to be measured. To estimate the energetics of the lobes, we first need to build the density and temperature profiles. Using SPECEXTRACT, we extracted spectra in 12 regions in the southern direction (see figure 3.3 -left). This wedge was chosen since it contains gas presumably unperturbed by the AGN outburst as there are no cavities in that direction. The northern direction seems to be more disturb with the presence of the edge of western rim. The same PHABS*VAPEC model was fitted to the data with the previously described settings for the parameters, except that the Ne abundance was fixed to 0.3 to improve the fit. We then used the PROFFIT software package (Eckert et al., 2011) to obtain a surface brightness profile for the wedge shown in figure 3.3- left, providing the merged image, background and exposure map. We fitted this profile with a broken β -model projected along the line of sight:

$$n_{\text{H}}(r) = \begin{cases} n_0 \left(1 + \left(\frac{r}{r_c}\right)^2\right)^{-\frac{3\beta}{2}}, & 0.27' < r < 1.25' \\ n_1 r^{-\alpha_1} & , 1.25' < r < 2.75' \end{cases} \quad (3.1)$$

where r is the distance from the center in arcminutes. The best-fit model is shown in figure 3.4. The best-fit parameters are $\beta = 0.39 \pm 0.01$, $r_c = 0.08' \pm 0.02'$ and $\alpha_1 = 1.29 \pm 0.03$. The density jump between the β -model and the power law is located 1.25' from the center and

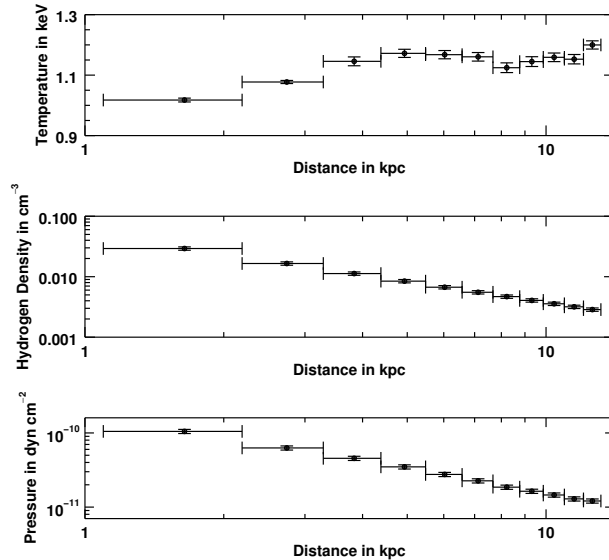


Figure 3.4. Projected temperature, density and pressure profiles of the southern wedge shown in figure 3.3.

is small ($n_0/n_1 = 0.86 \pm 0.03$). Indeed, the surface brightness discontinuity is hardly visible on the image. Several different models were tested to fit the profile (such as a power-law, a β -model and a broken power-law model) as well as different fixed values for the cutting radius parameter, this broken β -model giving the lowest reduced χ -squared value (0.377).

The density is obtained from the normalization provided by XSPEC and the total pressure is given by $P = 2.2n_{\text{H}}kT$. The factor 2.2 comes from the fact that we assume a total number density given by $n_{\text{total}} = n_e + n_{\text{H}}$ and a mean molecular weight of $\mu = 0.61$, therefore giving $n_e = 1.2 n_{\text{H}}$. The temperature, density and pressure profiles are shown in figure 3.4.

We then calculated the enthalpy of the cavities, which is the sum of the work done to displace the gas plus the thermal energy inside the bubble. Considering a relativistic ideal gas (with a ratio of specific heats of 4/3), the enthalpy is $4PV$. From the analysis of section 3.3.1, the radio bubbles appear to be rising buoyantly. This means that their shape is more easily perturbed by the surrounding gas (Heinz et al., 2006) and also that Rayleigh-Taylor instabilities have modified the initially spherical bubbles into flattened mushroom shaped bubbles (Churazov et al., 2001). The main source of uncertainty in the calculation of the enthalpy is therefore the size of the lobes. We assumed reasonable minimum and maximum 3D shapes for each lobe, giving a range of possible volumes. Based on the residual fractional image and the radio emission, we assumed an ellipsoidal lobe for the shape of the eastern cavity and half of an ellipsoidal shell for the western cavity (figure 3.5), giving $(8 \pm 4) \times 10^{65} \text{ cm}^3$ and $(1.5 \pm 0.6) \times 10^{66} \text{ cm}^3$, for the eastern and the western lobe respectively. Using the value of the pressure in the middle of the lobes from the southern profile found

Table 3. II. Properties of the eastern and western cavities.

	Eastern lobe	Western lobe
Volume of the lobe	$(8 \pm 4) \times 10^{65} \text{ cm}^3$	$(1.5 \pm 0.6) \times 10^{66} \text{ cm}^3$
Distance traveled by the lobe	4.6 kpc	3.5 kpc
Hydrogen density in the center of the lobe	0.009 cm^{-3}	0.013 cm^{-3}
Temperature in the center of the lobe	1.2 keV	1.1 keV
Pressure in the center of the lobe	$3.7 \times 10^{-11} \text{ dyn cm}^{-2}$	$5.0 \times 10^{-11} \text{ dyn cm}^{-2}$
Bubble enthalpy (4PV per lobe)	$(1.1 \pm 0.5) \times 10^{56} \text{ erg}$	$(3 \pm 1) \times 10^{56} \text{ erg}$
Sound speed in the center of the lobe	550 km s^{-1}	540 km s^{-1}
Age	20 Myr	16 Myr
Power	$(1.8 \pm 0.9) \times 10^{41} \text{ erg s}^{-1}$	$(6 \pm 3) \times 10^{41} \text{ erg s}^{-1}$

Table 3. III. Energy injected in cavities compared to uplift energy.

	Eastern lobe	Western lobe
Distance of the rim from the center	7.9 kpc	4.8 kpc
Volume of the rim	$(1.4 \pm 0.5) \times 10^{66} \text{ cm}^3$	$(3 \pm 1) \times 10^{66} \text{ cm}^3$
Uplift mass	$(9 \pm 3) \times 10^6 M_{\odot}$	$(28 \pm 9) \times 10^6 M_{\odot}$
Uplift energy	$(1.1 \pm 0.3) \times 10^{56} \text{ erg}$	$(3 \pm 1) \times 10^{56} \text{ erg}$
Energy injected in the cavities	$(1.1 \pm 0.5) \times 10^{56} \text{ erg}$	$(3 \pm 1) \times 10^{56} \text{ erg}$

earlier, we estimated an enthalpy of $(1.1 \pm 0.5) \times 10^{56} \text{ erg}$ for the eastern lobe and $(3 \pm 1) \times 10^{56} \text{ erg}$ for the western lobe.

Considering that the lobes have risen buoyantly at a terminal velocity of $\sim 0.4c_s$ (Churazov et al., 2001) to the position of the center of each lobe, both traveling a distance of $\sim 1'$ (5 kpc), they are $\sim 20 \text{ Myr}$ old. Here we assume that the sound speed in the ICM, c_s , is $\sqrt{\gamma kT/(\mu m_H)}$, where γ is the ratio of specific heat capacities set to 5/3 and T is the the gas temperature in the middle of each lobe. The terminal velocity of both lobes is then around 220 km s^{-1} . This gives an approximate outburst power of $(1.8 \pm 0.9) \times 10^{41} \text{ erg s}^{-1}$ for the eastern lobe and $(6 \pm 3) \times 10^{41} \text{ erg s}^{-1}$ for the western lobe. These results are summarized in Table 3. II.

3.3.3. Uplift energy

Considering that the bright rims consist of cold gas probably dragged out from the center by buoyantly rising bubbles, we can estimate the energy required to lift this amount of gas from the center to the boundary of the lobe against gravity. We followed a procedure

similar to Reynolds et al. (2008) for A4059 and Gitti et al. (2011) for Hydra A, assuming an undisturbed ICM approximately isothermal in a hydrostatic configuration with density profile $\rho(r)$. The uplift energy is then given by:

$$\Delta E = \frac{M_{cool} c_s^2}{\gamma} \ln \left(\frac{\rho_i}{\rho_f} \right), \quad (3.2)$$

where M_{cool} is the mass of the uplifted gas, c_s is the sound speed in the ICM, γ is the ratio of specific heat capacities, set to 5/3, ρ_i and ρ_f are the initial and final densities of the undisturbed ICM.

We estimated the volume of the uplifted gas based on the shape of the rims visible in the fractional residual image (figure 3.5). Again, the largest source of uncertainty in the estimation of the uplift energy comes from the unknown 3D shapes of the rims. Similarly to the calculation of the lobe volumes, we considered half-ellipsoidal shells, choosing a minimum and a maximum size for the rims, giving volumes of $(1.4 \pm 0.5) \times 10^{66}$ cm³ and $(3 \pm 1) \times 10^{66}$ cm³ for the eastern and the western lobes respectively. From the density in the center of the rims obtained from the profile of figure 3.4 (the density in the center of each rim is 0.012 cm⁻³ and 0.019 cm⁻³), the estimated uplifted gas mass is $(9 \pm 3) \times 10^6 M_\odot$ and $(28 \pm 9) \times 10^6 M_\odot$. Using the temperature at the center of each rim (1.1 and 1.2 keV, also from the previously calculated profile), the sound speed was calculated to be 540 and 550 km s⁻¹ respectively. Finally, we estimated the uplift energy to be $\sim (1.1 \pm 0.3) \times 10^{56}$ erg for the eastern rim and $\sim (3 \pm 1) \times 10^{56}$ erg for the western rim. This analysis is summarized in Table 3. III. In both cases, considering the uncertainties, the energy required to lift the gas in the rims from the center to the boundary of the lobes against gravity is comparable to the energy injected by the jets into the lobes.

We note that the rims appear against projected emission from the surrounding atmosphere and that all the gas in the rims might not be entirely uplifted gas. Therefore, part of the emission in the rims might not be coming from the uplifted gas and the uplift energy calculated could be lower. Furthermore, the simplifying assumption that all of the gas in the shell rose buoyantly from the galaxy center is probably an oversimplification for several reasons, and significantly overestimates the energy in the uplift. The total mass of the gas in the shell is quite large, and it is not plausible that it came from a small region at the galaxy center. If the gas in the shell rose adiabatically, its entropy will be indicative of the height from which it was lifted. Using the measured temperature and density of the gas shell around the Eastern lobe, we find it has an entropy of $kTn_e^{-2/3} \sim 26$ keV cm². Estimating the entropy profile of the group gas from the temperature and density profiles in figure 4, the entropy of the gas in the rim roughly equals the entropy of the group gas at a height of ~ 4 kpc from the nucleus. The energy required to uplift the gas from this height to its present position is ~ 20 -25% of the energy required to uplift the gas from the center of the galaxy.

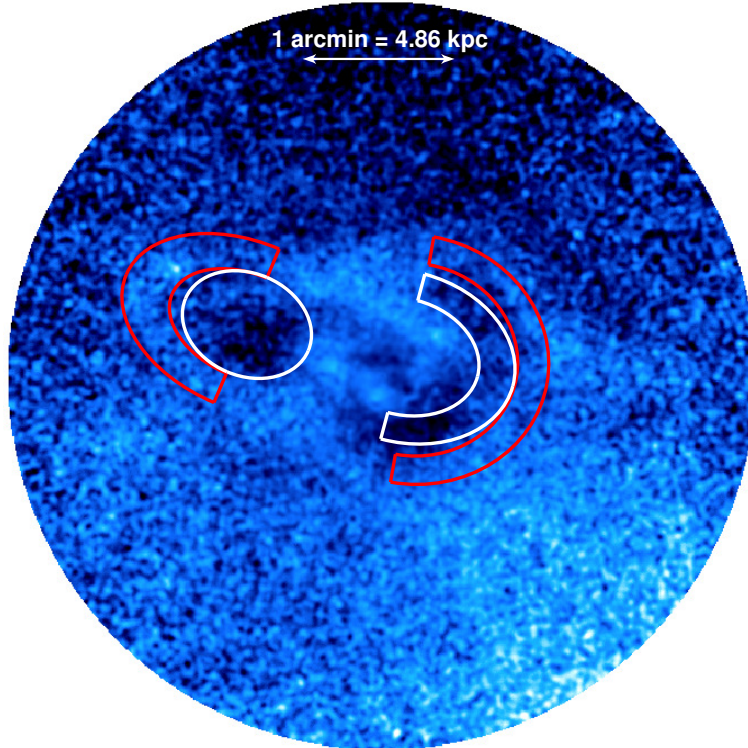


Figure 3.5. Fractional residual image in the 0.5-2 keV band, smoothed with a 2 pixel Gaussian function. We have chosen an ellipsoid shape (in white) for the eastern lobe volume with semi-major and minor axes of $0.44'$ (2.13 kpc) and $0.34'$ (1.64 kpc), respectively. For the western lobe, we have chosen half of an ellipsoidal shape (in white), with maximum semi-major and minor axes of $0.56'$ (2.72 kpc) and $0.75'$ (3.65 kpc) respectively and minimum semi-major and minor axes of $0.38'$ (1.85 kpc) and $0.51'$ (2.48 kpc) respectively. The regions used to calculate the amount of gas uplifted in subsection 3.3.3 are in red.

We note that this number is still large compared to the equivalent heat input of the entropy rise due to weak shocks in mildly supersonic outbursts. Such mildly supersonic outflows are, in themselves, considered to be sufficient to offset the radiative cooling of cool core clusters (McNamara & Nulsen, 2007). If a large fraction of this uplift energy is thermalized via hydrodynamic instabilities or thermal conduction, it could be an important or even dominant source of heating of cool core clusters and groups. A detailed discussion of the dynamics of buoyancy and its impact on systems similar to NGC 4472 will be presented in a future publication (Su *et al.*, in preparation), but it is clear that this buoyancy and uplift may be an energetically important process in the thermodynamic lifecycle of cluster and group cores.

3.4. ABUNDANCE MAPS AND PROFILES

With the high number of counts in the Chandra observations of NGC 4472, its low temperature and relatively high metallicity, it is an ideal test case to study the abundance distribution in groups of galaxies. In particular, we have explored two aspects of the metallicity

distribution in groups and clusters. First, we looked for potential alignments of abundance structures with the radio outbursts as seen in several clusters e.g.; in Virgo (Simionescu et al., 2008), Hydra A (Gitti et al., 2011), Perseus (Sanders et al., 2005), RBS 797 (Doria et al., 2012) and others (Kirkpatrick et al., 2011; Kirkpatrick & McNamara, 2015) and at least one group (e.g. in HCG 62 Rafferty et al. 2013). Second, we investigated the presence of a central abundance decrement, a feature reported in many groups e.g. in NGC 5813 (Randall et al., 2015) and clusters e.g. in Perseus (Sanders & Fabian, 2007), Centaurus (Sanders & Fabian, 2002; Panagoulia et al., 2013; Sanders et al., 2016), Ophiuchus (Million et al., 2010), Abell 2199 (Johnstone et al., 2002) and others, (Panagoulia et al., 2015).

To look for a correspondance between the distribution of various metals in the ICM and the direction of the outflows, we produced abundance maps following a similar technique as in Kirkpatrick & McNamara (2015). We used a weighted Voronoi tessellation (WVT) algorithm (Cappellari & Copin 2003, Diehl & Statler 2006), choosing a target signal to noise of 100 per binned region. The merged image in the broad band (0.5 to 7 keV) with point sources removed and the corresponding Poisson noise were given as inputs for the algorithm. We used again a PHABS*VAPEC model to fit the data of each bin as described in section 3.3.1. The result is shown in figure 3.6. The model fits reasonably well the data for most of the bins since the reduced chi-squared value was low (mostly below 2). However, the residuals of some bins show that data goes above and under the model, suggesting the presence of multitemperature gas.

We did not correct for projection effects because of the complicated temperature structure. We expect that removing the higher metallicity gas of the outer layer from the inner regions will increase the magnitude of the abundance drop.

As in Kirkpatrick & McNamara (2015), we also compared the metallicity profiles extracted from on-jet and off-jet sectors, respectively in the direction of the radio emission and in the orthogonal direction. The chosen semi-annular bins are shown on figure 3.6 a) and the profiles are presented in figure 3.7-right. Each of these bins has a signal to noise ratio high enough that the uncertainties on the temperature and abundance are around 1% and 10%, respectively. The same single temperature PHABS*VAPEC XSPEC model as for the maps was used. These semi-annular profiles can be compared with abundance profiles of complete annuli with the same width (figure 3.7- left).

3.5. DISCUSSION

We have conducted an X-ray analysis of the hot gas atmosphere of the nearby early-type galaxy NGC 4472, focussing on the central ~ 20 kpc. We have measured the temperature, pressure, and elemental abundance of the ICM along different regions. These measurements have allowed us to estimate of the outburst energy and power of the AGN. We have determined that the rims of enhanced X-ray emission beyond the inner cavity pair cannot be

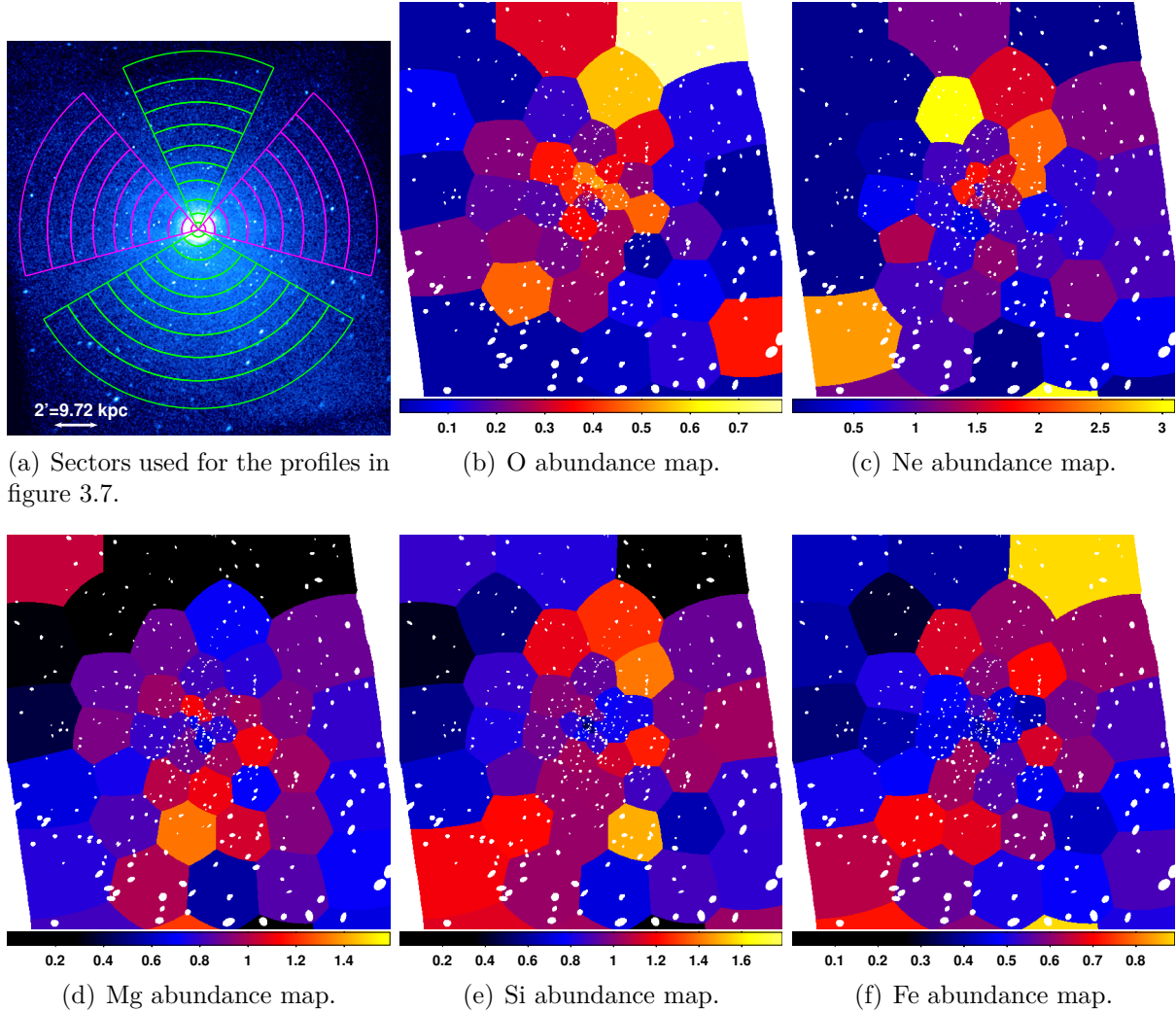


Figure 3.6. Merged image and abundance maps, all having the same size and scale, indicated in the lower-left corner of a). a) Merged image of the observations in the soft band (0.5-2 keV) smoothed with a 3 pixel Gaussian function showing the sectors used to extract the profiles in figure 3.7. The pink regions enclose the region where the radio emission is found and the green sectors delineate the undisturbed ICM. b)-f) Abundance maps from the regions produced with a WVT algorithm for a signal to noise of 100. The scale bars give the abundance of each element with respect to solar units. The uncertainties on the abundances vary roughly from 35% for O and Ne, to 15% for Mg, 11% for Si and 10% for Fe.

AGN-driven shocks but are rather more consistent with cooler low entropy material being dragged out from the galaxy center. We have also looked for metallicity structures; alignment with the cavity system and central abundance decrement.

At this point it is relevant to compare the case of NGC 4472 to other groups and clusters. Indeed, other nearby galaxy groups also show signatures of significant impact from AGN outbursts e.g. AGN-driven shocks around the bubbles in NGC 4636 (Baldi et al., 2009), uplifted gas in NGC 5044 (David et al., 2009, 2011), waves associated with the mildly

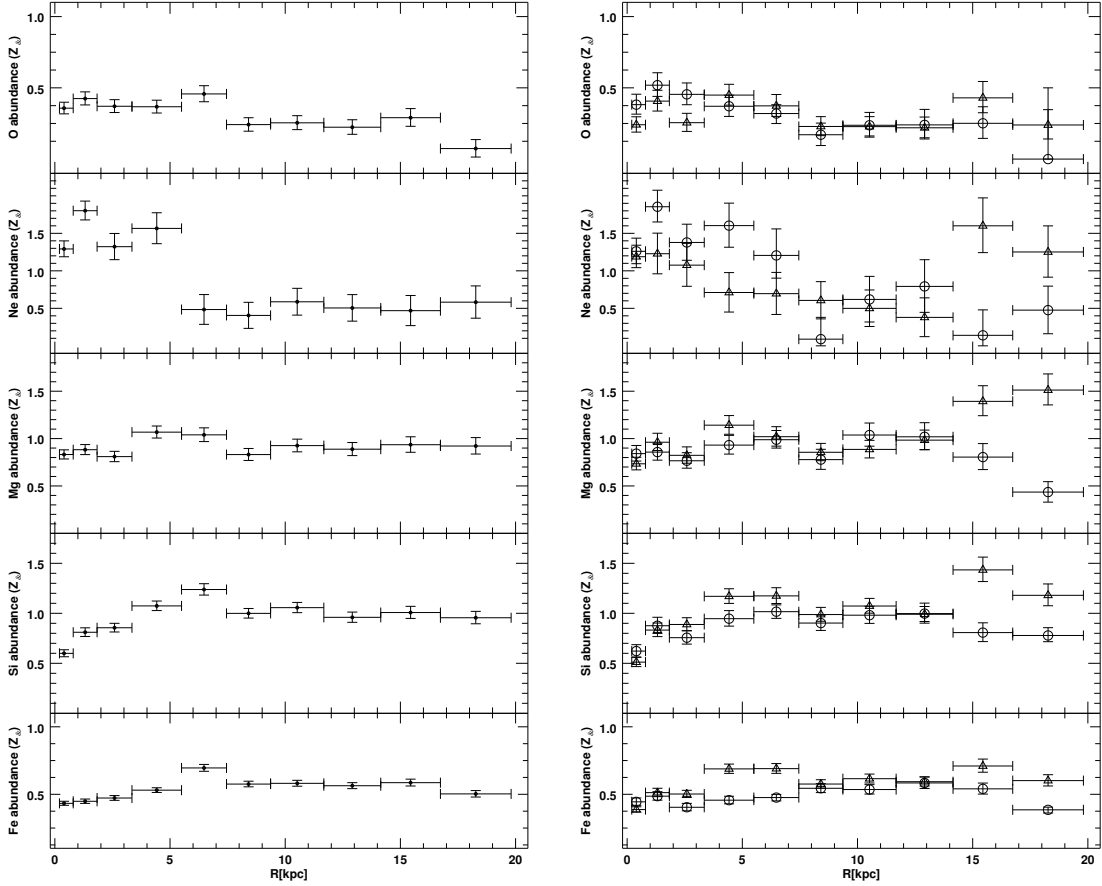


Figure 3.7. Left: Abundance profiles of complete annuli (360°) with the same width as the sectors from figure 6(a). Right: Abundance profiles of the on-jet sectors (circles) and the off-jet sectors (triangles) from the regions shown in figure 6(a).

supersonic bubble expansion in the Virgo elliptical galaxy M84 (Finoguenov et al., 2008) or the presence of a sharp edge in NGC 507 associated with the transonic inflation of a bubble (Kraft et al., 2004). In the following subsections, we discuss various implications of these results and compare them to other groups and clusters.

3.5.1. Gas uplift

Gas uplifts driven by AGN outbursts have been observed in several groups (e.g. NGC 5044, David et al. 2009, 2011; HCG 62 Rafferty et al. 2013) and clusters (e.g. M87, Forman et al. 2007; A4059, Reynolds et al. 2008; Hydra A Gitti et al. 2011; Kirkpatrick & McNamara 2015 and references therein) at X-ray wavelengths but more recently also in CO measurements (e.g. Russell et al. (2016)).

We can compare NGC 4472 with the sample of 29 galaxy groups and clusters with *Chandra* observations hosting brightest cluster galaxies (BCGs) with X-ray cavities from Kirkpatrick & McNamara (2015). The authors found the presence of metal-rich plasma

projected preferentially along cavities for 16 clusters. This material has been lifted out by rising cavities up to 20 to several hundreds of kiloparsecs. They identified the maximum projected distance of the uplifted gas from the center as the “iron radius”. As in Kirkpatrick et al. (2011), they found a power-law relationship between jet power and the iron radius:

$$R_{Fe} = (62 \pm 26) \times P_{jet}^{(0.45 \pm 0.06)} (\text{kpc}) \quad (3.3)$$

where P_{jet} is in units of 10^{44} erg s^{-1} , and between the cavity enthalpy and the iron radius:

$$R_{Fe} = (57 \pm 30) \times E_{cav}^{(0.33 \pm 0.08)} (\text{kpc}) \quad (3.4)$$

where E_{cav} is in units of 10^{59} erg. Using cylindrical volumes with the same radius as the cavity and the length of the iron radius, they calculated the uplift energy given by equation 3.2. They found that the fraction of uplift energy to the total cavity energy varies from a few percent to 50%, with an average of 14%. We note that the uplift energies estimated in our case for the eastern lobe and the western lobe are comparable to the outburst energy, on the same scale as to the galaxy clusters and groups in Kirkpatrick & McNamara (2015) but potentially larger. This emphasizes that this uplift energy could be an important source of heating in groups and clusters. The equivalent of the iron radius in the case of NGC 4472 will be presented in section 3.5.2.2.

3.5.2. Metallicity distribution in NGC 4472

3.5.2.1. *The central abundance drop*

The presence of the large elliptical galaxy NGC 4472 at the center of a group would normally inject metals in its immediate neighborhood, inducing a peaked metallicity distribution. Instead, we note that, unlike the maps in Kirkpatrick & McNamara (2015), the central region seems to have a lower metallicity than the surrounding gas. We observe from figure 3.7-left the presence of a peak for all abundances at a distance of ~ 6 kpc from the center as well as a drop from the peak value varying from 18 to 52% toward the center. This drop is 1σ in the case of the O and Ne profile, 2σ for the Mg, 7σ for the Si and 6σ for the Fe. Interestingly, all abundance profiles show a flat behaviour beyond the core region from ~ 8 to ~ 20 kpc.

As mentioned earlier, central abundance drops have been found in other groups and clusters (Churazov et al. 2003, 2004; Panagoulia et al. 2015 and references therein). Panagoulia et al. (2015) found 8 certain cases and 6 possible central abundance drops out of a sample of 65 groups and clusters with X-ray cavities. The radial iron abundance profiles of those sources had a central drop followed by a peak and a gradual decrease. The authors suggest that the lack of iron in the core is due to the fact that iron depletes on to grains in cold dust, which are dragged outwards with optical filaments by the buoyantly rising bubbles. These grains are eventually destroyed at a certain distance from the center, resulting in the

observed peak in the Fe profile. We consider this interpretation as a potential explanation for the observed dip in our abundance profiles. The high number counts in the Chandra observations of NGC 4472 has allowed us to produce profiles not just for Fe but for several other elements. Our results suggest that other elements must also be dragged out (possibly from depletion on to dust grains).

A factor influencing the strength of the emission lines that needs to be considered in this analysis is resonance scattering. As resonance lines are produced by transitions involving the ground state of an ion, they occur more frequently than other transitions. For an ion column density high enough, this radiation can be scattered away from our line of sight. Considering that several X-ray emission lines are resonance lines, if the gas is optically thick at the energies of strong resonance lines, it will tend to drive the measured abundance to a lower value in the center of the galaxy group or cluster and overestimate it in the outskirts. This effect was studied by Sanders & Fabian (2006), where a spectral model accounting for resonance scattering was fitted to *Chandra* observations of the Centaurus and Abell 2199, two clusters where a central abundance drop was observed. The authors concluded that the effect of resonance scattering on the metallicities was less than 10%, and could not explain the central dip. Panagoulia et al. (2015) also discuss the role of resonance scattering and conclude that, considering the spectral resolution of *Chandra*, the effect on their abundance profiles is negligible. Based on the scattering calculation of Mathews et al. (2001); Sanders & Fabian (2006), we found the strongest lines-center optical depths in the radial direction by integrating the scattering coefficients using the density profile of figure 3.4. The largest optical depth obtained is 0.1 for the Fe K α . Since the abundance drop from the peak value varies from 18 to 52%, as calculated with the values shown in figure 3.7-left, we therefore conclude that the effect of resonance scattering is negligible.

Since the fit of a 1-T model to a multitemperature gas can underestimate the abundance values found (i.e. the iron bias, Buote 2000; Buote et al. 2003), we also tested a PHABS*(VAPEC+VAPEC) model to fit the data in complete (360 $^\circ$) annular regions. The second temperature component was fixed to the 1-T component (which was allowed to vary freely) plus 0.4 keV. This value was chosen after several tests, this one giving the best reduced chi-squared in general. The statistical goodness of the fit was not significantly improved by the addition of a second temperature component. The reduced chi-squared values of each fit were only a few percent lower, except in the innermost bin, where the 1T model fit was better. The presence of a second temperature component was significant from the second to the last bins ($\sim 1 \text{ kpc} < r < 20 \text{ kpc}$). In the first bin, the XSPEC norm related to the second temperature component was only 0.1% of the norm of the first component. Furthermore, the 2-T model resulted, in general, into larger errors bars for the different fitted parameters: 10% to 50% larger errors in abundances, up to ~ 5 times larger in temperature and up to ~ 2 times larger for the norm. Finally, the profiles obtained with the 2T model still show

the presence of a central drop for all abundances, varying from 24 to 58% of abundance drop from the peak value. We therefore conclude that these central drops persist with the fit of a multitemperature model to the annular regions.

3.5.2.2. *Correlation of the metallicity distribution with the cavity system*

Inspection of the abundance maps in figure 3.6 b)-f) shows that any correlation between the metallicity distribution and the cavity system orientation is weak. For most abundance profiles in figure 3.7- right, the values of both regions agree within 1σ , implying a relatively homogeneous distribution of metals for a given radius. However, surprisingly, the Fe abundance map shows some structure, indicating a slightly lower abundance in the direction of the jets, particularly to the east. One possible explanation for this result comes from the previous observation that the central bins of the metallicity map have lower metallicity: in this case, we expect that the regions along the jets, where the gas of the BGG is deposited, has a similar abundance, which is lower than the surrounding undisturbed gas.

We can define an “iron radius” in a similar way as in Kirkpatrick & McNamara (2015): from the iron profile in figure 3.6, counting bins outwards until the bins’ error bars do not overlap and beyond which the on-jet regions has higher metallicity or the error bars overlap. According to this adapted definition, we find an iron radius of 6 ± 1 kpc. This value is consistent with the values predicted by the power-laws in Eq. 3.3 and 3.4, giving respectively 7 ± 3 kpc and 9 ± 5 kpc for the total jet power and cavity enthalpy of the two lobes system. However, we note that the uncertainties are quite large.

3.6. CONCLUSIONS

In conclusion, we presented the analysis of almost 400 ks of ACIS-S *Chandra* observations of the elliptical galaxy NGC 4472, consisting of 300 ks of new data. In summary, we conclude the following.

- This work has enabled the detailed characterization of the two X-ray cavities of about 5 kpc diameter found in NGC 4472, filled by relativistic plasma seen at 1.4 GHz and surrounded by rims of enhanced X-ray emission.
- The temperature profiles across the eastern and western rims have revealed that the gas in those rims is colder than the exterior gas, eliminating the possibility of AGN-driven shocks. We therefore argue that these rims are probably made of cold gas being dragged out by the two buoyantly rising bubbles.
- We estimate that the energy required to lift this gas is comparable to the total outburst energy, both being roughly 10^{56} erg. If a large fraction of this uplift energy is thermalized via hydrodynamic instabilities or thermal conduction, this buoyancy and

uplift may be an energetically important process in the thermodynamic lifecycle of cluster and group cores.

- We found a central drop in the metallicity distribution of NGC 4472. In the case of the iron abundance, the central region and the sector in the direction of the cavity system both have a lower abundance than the surrounding ICM. If the central iron drop is real, then we suggest that the uplifted gas would also have a lower iron abundance.

ACKNOWLEDGMENTS

MLGM is supported by NASA grants GO1-12160X and NAS8-03060, as well as by NSERC through the Postgraduate Scholarships-Doctoral Program (PGS D) and Université de Montréal physics department. MLGM thanks H. Intema for useful discussion on radio data. JHL is supported by NSERC through the discovery grant and Canada Research Chair programs, as well as FRQNT.

REFERENCES

- Anders E., Grevesse N., 1989, *Geochimica et Cosmochimica Acta*, 53, 197
- Baldi A., Forman W., Jones C., Kraft R., Nulsen P., Churazov E., David L., Giacintucci S., 2009, *ApJ*, 707, 1034
- Biller B. A., Jones C., Forman W. R., Kraft R., Ensslin T., 2004, *ApJ*, 613, 238
- Bîrzan L., Rafferty D. A., McNamara B. R., Wise M. W., Nulsen P. E. J., 2004, *ApJ*, 607, 800
- Blakeslee J. P., et al., 2009, *ApJ*, 694, 556
- Böhringer H., Voges W., Fabian A. C., Edge A. C., Neumann D. M., 1993, *MNRAS*, 264, L25
- Buote D. A., 2000, *MNRAS*, 311, 176
- Buote D. A., Lewis A. D., Brighenti F., Mathews W. G., 2003, *ApJ*, 595, 151
- Cappellari M., Copin Y., 2003, *MNRAS*, 342, 345
- Churazov E., Forman W., Jones C., Böhringer H., 2000, *A&A*, 356, 788
- Churazov E., Brüggén M., Kaiser C. R., Böhringer H., Forman W., 2001, *ApJ*, 554, 261
- Churazov E., Forman W., Jones C., Böhringer H., 2003, *ApJ*, 590, 225
- Churazov E., Forman W., Jones C., Sunyaev R., Böhringer H., 2004, *MNRAS*, 347, 29
- Condon J. J., Broderick J. J., 1988, *AJ*, 96, 30
- Côté P., McLaughlin D. E., Cohen J. G., Blakeslee J. P., 2003, *ApJ*, 591, 850
- David L. P., Jones C., Forman W., Nulsen P., Vrtilik J., O’Sullivan E., Simona Giacintucci Raychaudhury S., 2009, *ApJ*, 705, 624
- David L. P., et al., 2011, *ApJ*, 728, 162
- Diehl S., Statler T. S., 2006, *MNRAS*, 368, 497

Doria A., Gitti M., Ettori S., Brighenti F., Nulsen P. E. J., McNamara B. R., 2012, ApJ, 753, 47
Dunn R. J. H., Fabian A. C., 2006, MNRAS, 373, 959
Eckert D., Molendi S., Paltani S., 2011, A&A, 526, A79
Fabian A. C., et al., 2000, MNRAS, 318, L65
Fabian A. C., Sanders J. S., Allen S. W., Crawford C. S., Iwasawa K., Johnstone R. M., Schmidt R. W., Taylor G. B., 2003, MNRAS, 344, L43
Fabian A. C., et al., 2011, MNRAS, 418, 2154
Finoguenov A., Ruszkowski M., Jones C., Brüggén M., Vikhlinin A., Mandel E., 2008, ApJ, 686, 911
Forman W., Jones C., Tucker W., 1985, ApJ, 293, 102
Forman W., Jones C., David L., Franx M., Makishima K., Ohashi T., 1993, ApJ, 418, L55
Forman W., et al., 2007, ApJ, 665, 1057
Gardini A., 2007, A&A, 464, 143
Gitti M., Nulsen P. E. J., David L. P., McNamara B. R., Wise M. W., 2011, ApJ, 732, 13
Heinz S., Brueggen M., Young A., Levesque E., 2006, MNRAS, 373, L65
Hlavacek-Larrondo J., Fabian A. C., Edge A. C., Ebeling H., Sanders J. S., Hogan M. T., Taylor G. B., 2012, MNRAS, 421, 1360
Hlavacek-Larrondo J., et al., 2015, ApJ, 805, 35
Irwin J. A., Sarazin C. L., 1996, ApJ, 471, 683
Johnstone R. M., Allen S. W., Fabian A. C., Sanders J. S., 2002, MNRAS, 336, 299
Kirkpatrick C. C., McNamara B. R., 2015, MNRAS, 452, 4361
Kirkpatrick C. C., McNamara B. R., Cavagnolo K. W., 2011, ApJ, 731, L23
Kraft R. P., Forman W. R., Churazov E., Laslo N., Jones C., Markevitch M., Murray S. S., Vikhlinin A., 2004, ApJ, 601, 221
Kraft R. P., et al., 2011, ApJ, 727, 41
Mathews W. G., Buote D. A., Brighenti F., 2001, ApJ, 550, L31
McNamara B. R., Nulsen P. E. J., 2007, ARA&A, 45, 117
McNamara B. R., Nulsen P. E. J., 2012, New J. Phys., 14, 055023
McNamara B. R., et al., 2000, ApJ, 534, L135
Million E. T., Allen S. W., Werner N., Taylor G. B., 2010, MNRAS, 405, 1624
Morsony B. J., Heinz S., Brüggén M., Ruszkowski M., 2010, MNRAS, 407, 1277
Panagoulia E. K., Fabian A. C., Sanders J. S., 2013, MNRAS, 433, 3290
Panagoulia E. K., Sanders J. S., Fabian A. C., 2015, MNRAS, 447, 417
Rafferty D. A., McNamara B. R., Nulsen P. E. J., Wise M. W., 2006, ApJ, 652, 216

Rafferty D. A., Bîrzan L., Nulsen P. E. J., McNamara B. R., Brandt W. N., Wise M. W., Röttgering H. J. A., 2013, MNRAS, 428, 58

Randall S. W., et al., 2015, ApJ, 805, 112

Revaz Y., Combes F., Salomé P., 2008, A&A, 477, L33

Reynolds C. S., Casper E. A., Heinz S., 2008, ApJ, 679, 1181

Russell H. R., et al., 2016, MNRAS, 458, 3134

Sanders J. S., Fabian A. C., 2002, MNRAS, 331, 273

Sanders J. S., Fabian A. C., 2006, MNRAS, 370, 63

Sanders J. S., Fabian A. C., 2007, MNRAS, 381, 1381

Sanders J. S., Fabian A. C., Dunn R. J. H., 2005, MNRAS, 360, 133

Sanders J. S., et al., 2016, MNRAS, 457, 82

Simionescu A., Werner N., Finoguenov A., Böhringer H., Brüggen M., 2008, A&A, 482, 97

Chapitre 4

DEEP 230-470 MHZ VLA OBSERVATIONS OF THE MINI-HALO IN THE PERSEUS CLUSTER

M. Gendron-Marsolais¹, J. Hlavacek-Larrondo¹, R. J. van Weeren², T. Clarke³, A. C. Fabian⁴, H. T. Intema⁵, G. B. Taylor⁶, K. M. Blundell⁷ and J. S. Sanders⁸

¹*Département de Physique, Université de Montréal, Montréal, QC H3C 3J7, Canada*

²*Harvard-Smithsonian Center for Astrophysics, 60 Garden Street, Cambridge, MA 02138, USA*

³*Naval Research Laboratory, Code 7213, 4555 Overlook Ave. SW, Washington, DC 20375, USA*

⁴*Institute of Astronomy, University of Cambridge, Madingley Road, Cambridge CB3 0HA*

⁵*Leiden Observatory, Leiden University, Niels Bohrweg 2, NL-2333CA, Leiden, The Netherlands*

⁶*Department of Physics and Astronomy, University of New Mexico, Albuquerque, NM 87131, USA*

⁷*University of Oxford, Astrophysics, Keble Road, Oxford OX1 3RH, UK*

⁸*Max-Planck-Institut für extraterrestrische Physik, 85748 Garching, Germany*

Received 2017 January 12, accepted 2017 April 27

Published in the *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, Volume 469, Issue 4, p.3872-3880, June 2017.

Cet article a été le sujet de deux communiqués de presse :

- «VLA Gives New Insight Into Galaxy Cluster's Spectacular "Mini-Halo"», National Radio Astronomy Observatory, 13 Juin 2017¹
- «Des chercheuses du CRAQ ont utilisé le VLA pour mieux comprendre le spectaculaire «mini-halo» d'un amas de galaxies», Centre de Recherche en Astrophysique du Québec, 13 Juin 2017²

Résumé

Nous présentons une carte à basse fréquence radio de l'amas de Persée obtenue à partir de nouvelles observations du Karl G. Jansky Very Large Array (JVLA) à 230-470 MHz. Les données révèlent une multitude de nouvelles structures associées au mini-halo. Le mini-halo semble être influencé à la fois par l'activité de l'AGN et par le mouvement d'oscillation du gaz de l'amas à coeur froid. De plus, il possède une structure filamenteuse similaire à celle des reliques radio trouvées dans les amas en fusion. Nous présentons une description détaillée de la réduction des données et du processus d'imagerie des observations. La profondeur et la résolution de ces observations nous a permis de conduire pour la première fois une comparaison détaillée de la structure du mini-halo avec les structures rayons X présentes dans les images de *Chandra*. L'image résultante montre clairement que le mini-halo est essentiellement contraint derrière le front froid ouest, similaire aux prédictions des simulations d'oscillation du gaz dans les amas de galaxies, mais de l'émission faible est aussi visible au-delà, comme si des particules arrivaient à s'échapper. Cependant, due à la proximité de l'amas de Persée, de même que la qualité des données à basse fréquence radio et en rayons X, nous trouvons également l'évidence d'une structure fine. Cette structure inclue plusieurs filaments radiaux s'étendant dans diverses directions, une structure radio concave associée à la baie rayons X sud et des discontinuités radio marquées corrélant avec celles visibles en rayons X. Les mini-halos ne sont donc pas de simples sources radio diffuses et uniformes, mais possèdent plutôt une riche variété de structures complexes. Ces résultats illustrent comment des images de haute qualité peuvent être obtenues avec le nouveau JVLA à basse fréquence radio de même que la nécessité d'obtenir davantage d'images radio à haute fidélité de mini-halos pour mieux comprendre leur origine.

Mots-clés : Galaxies : amas : individuel : amas de Persée - galaxies : jets - continuum radio : galaxies - rayons X : galaxies : amas - écoulements de refroidissement

1. <https://public.nrao.edu/gallery/vla-gives-new-insight-into-galaxy-clusters-spectacular-mini-halo/>

2. <http://craq-astro.ca/2017/06/13/des-chercheuses-du-craq-ont-utilise-le-vla-pour-mieux-comprendre-le-spectaculaire-mini-halo-dun-amas-de-galaxies/>

Abstract

We present a low-frequency view of the Perseus cluster with new observations from the Karl G. Jansky Very Large Array (JVLA) at 230-470 MHz. The data reveal a multitude of new structures associated with the mini-halo. The mini-halo seems to be influenced both by the AGN activity as well as by the sloshing motion of the cool core cluster's gas. In addition, it has a filamentary structure similar to that seen in radio relics found in merging clusters. We present a detailed description of the data reduction and imaging process of the dataset. The depth and resolution of the observations allow us to conduct for the first time a detailed comparison of the mini-halo structure with the X-ray structure as seen in the *Chandra* X-ray images. The resulting image shows very clearly that the mini-halo emission is mostly contained behind the western cold front, similar to that predicted by simulations of gas sloshing in galaxy clusters, but fainter emission is also seen beyond, as if particles are leaking out. However, due to the proximity of the Perseus cluster, as well as the quality of the data at low radio frequencies and at X-ray wavelengths, we also find evidence of fine structure. This structure includes several radial radio filaments extending in different directions, a concave radio structure associated with the southern X-ray bay and sharp radio edges that correlate with X-ray edges. Mini-halos are therefore not simply diffuse, uniform radio sources, but rather have a rich variety of complex structures. These results illustrate the high-quality images that can be obtained with the new JVLA at low radio-frequencies, as well as the necessity to obtain deeper, higher-fidelity radio images of mini-halos in clusters to further understand their origin.

Keywords: Galaxies: clusters: individual: Perseus cluster - galaxies: jets - radio continuum: galaxies - X-rays: galaxies: clusters - cooling flows

4.1. INTRODUCTION

Radio mode feedback in clusters of galaxies is the process by which the energy released by the central active galactic nuclei (AGN) is injected into the intracluster medium (ICM) through turbulence, shocks or sound waves, compensating its radiative losses (e.g. Bîrzan et al. 2004; Dunn & Fabian 2006; Rafferty et al. 2006). The energy source of this mechanism consists of relativistic jets powered by accretion onto the supermassive black hole (SMBH) that inflate bubbles, displacing the ICM and creating regions of depleted X-ray emission. These bubbles, filled with relativistic plasma (i.e., radio lobes), are often discernible at \sim GHz frequencies.

The Perseus cluster, the brightest cluster in the X-ray sky, was one of the first examples in which such radio mode feedback was observed. However, in addition to finding two inner cavities filled with radio emission at $5 < r < 20$ kpc from the AGN (Böhringer et al., 1993), another pair of outer cavities was identified further out at $25 < r < 45$ kpc and

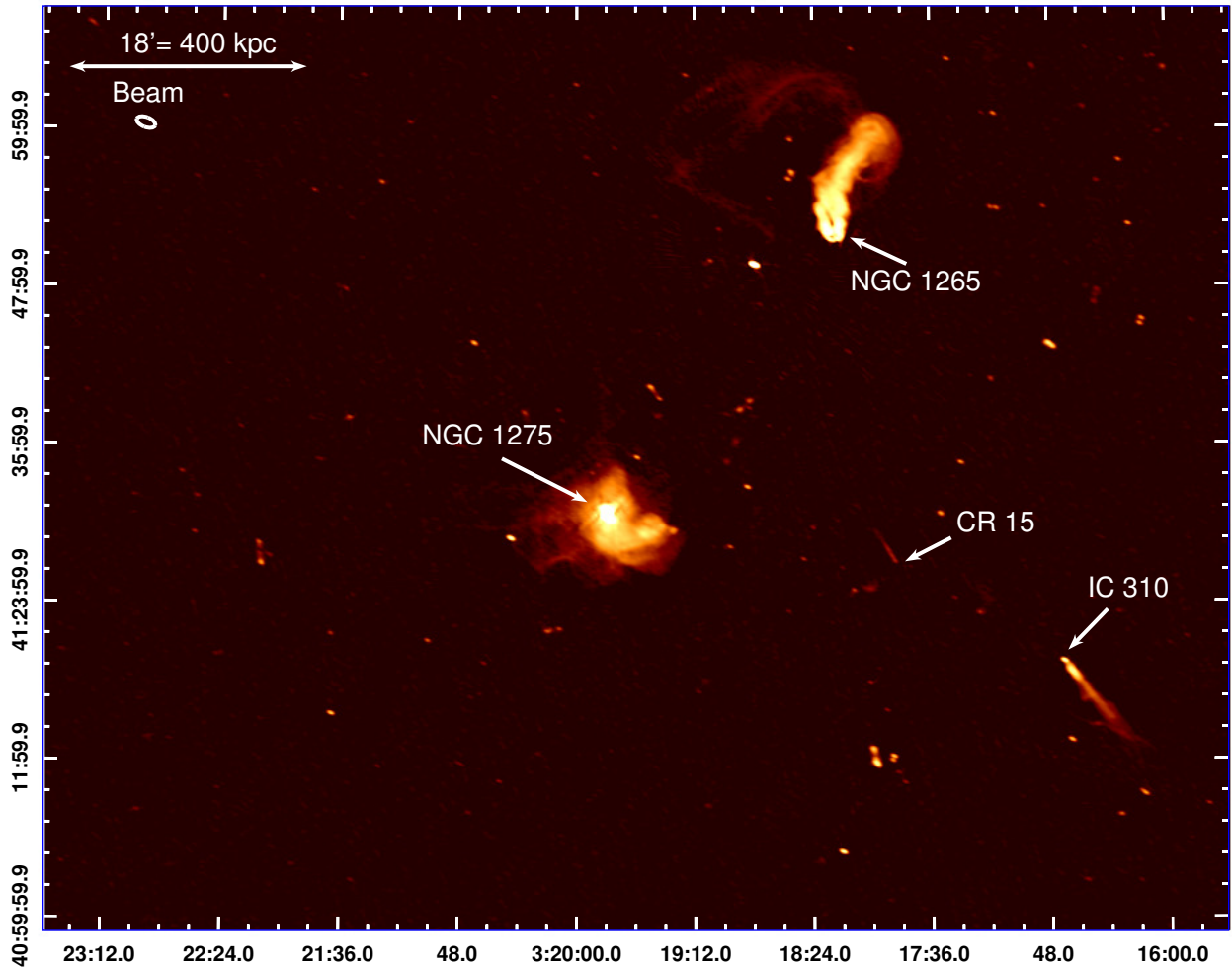


Figure 4.1. The central $2^\circ \times 1.5^\circ$ of the total field of view of the JVLA 230-470 MHz radio map obtained in B-configuration. NGC 1275 is the bright source in the middle of the image. Two wide-angle tail radio galaxies, NGC 1265 (NNW of NGC 1275) and CR 15 (between NGC 1275 and IC 310) as well as IC 310 (WSW of NGC 1275) are clearly visible. The resulting image has a rms noise of 0.35 mJy/beam, a beam size of $22.1'' \times 11.3''$ and a peak of 10.63 Jy/beam.

devoid of high-frequency radio emission (Branduardi-Raymont et al., 1981; Fabian et al., 1981; Churazov et al., 2000). These were interpreted as “ghost” cavities, inflated in the past by the jets of the central SMBH and now rising buoyantly as a gas bubble does in a liquid. As the population of particles filling cavities loses its energy through synchrotron emission, the radio lobes become less clear at higher radio frequencies, providing an explanation of the lack of high-frequency radio emission in the older ghost cavities (e.g. Blundell et al. 2002; Fabian et al. 2002).

Heinz et al. (1998) first estimated the input power of the jets originating from the AGN in the central dominant galaxy NGC 1275, known as the Brightest Cluster Galaxy (BCG,

Forman et al. 1972), to be of the order of 10^{45} erg s $^{-1}$, a value comparable to the radiative losses. This AGN is thought to be powered by a $(8_{-2}^{+7}) \times 10^8 M_{\odot}$ SMBH (Scharwächter et al., 2013). The advent of the *Chandra* X-ray observatory and its high spatial resolution enabled, in addition, the detection of quasi-spherical ripples interpreted as sound waves in the Perseus cluster (Fabian et al., 2003), as well as shocks around cavities (Fabian et al., 2006), a semicircular cold front, two new elliptical cavities interpreted as potential ghost bubbles, two large regions of weak X-ray luminosity (the northern trough and the southern bay) and a loop-like structure above a long H α filament (Fabian et al., 2011).

The Perseus cluster also harbours a mini-halo (Soboleva et al., 1983; Pedlar et al., 1990; Burns et al., 1992; Sijbring, 1993), a faint diffuse source of radio emission detected so far in about thirty cool core clusters (Giacintucci et al. 2017, see Feretti et al. 2012 for a review). The X-rays and mini-halo structure of Perseus have been compared in Fabian et al. (2011). This emission differs from that filling the X-ray cavities, being $\gtrsim 3$ times radio fainter and having a steeper spectral index ($\alpha < -1$ for $S(\nu) \propto \nu^{\alpha}$, where S is the flux density and ν is the frequency, Giacintucci et al. 2014a). Since the radiative timescale of the electrons is much shorter than the time required for them to reach the extent of the mini-halo, the origin of mini-halos remains unclear. Two possible mechanisms have been proposed in the literature to explain the mini-halo emission: it might originate from the reacceleration of pre-existing electrons by turbulence (Gitti et al., 2002, 2004) or from the generation of new particles from inelastic collisions between relativistic cosmic-ray protons and thermal protons (e.g. Pfrommer & Enßlin 2004). Simulations seem to suggest that turbulence created by sloshing motions of the cold gas in the core region is sufficient to re-accelerate electrons (e.g. ZuHone et al. 2013). A key prediction of these simulations is that mini-halos should be bounded by cold fronts. Observationally, the *Hitomi Soft X-ray Spectrometer* showed that the line-of-sight velocity dispersions are on the order of 164 ± 10 km/s in the 30-60 kpc region around the nucleus of the Perseus cluster. This is sufficient to sustain the synchrotron emission of relativistic electrons population (Hitomi Collaboration, 2016) and sets a limit on the maximum energy density in turbulent motions available (Fabian et al., 2017). The efficiency of the acceleration by turbulence depends however on the assumptions on the spectrum of turbulent motions and on the ICM microphysics (Brunetti, 2016).

In this article, we present new, deep Karl G. Jansky Very Large Array (JVLA) observations of the Perseus cluster in the P-band (230-470 MHz). The resolution and sensitivity of these data provide a detailed and extended view of the mini-halo structure, on which we will focus our analysis. The recent update of the facilities with the EVLA project offer new abilities to study this structure. In Section 4.2, we present the observations and the data reduction of the JVLA dataset. The results are then presented in Section 4.3. Section 4.4 discusses the different structures found in the radio observations, comparing Perseus to other clusters and to simulations. Results are summarized in Section 4.5.

We assume a redshift of $z = 0.0183$ for NGC 1275 corresponding to a luminosity distance of 78.4 Mpc, assuming $H_0 = 69.6 \text{ km s}^{-1}\text{Mpc}^{-1}$, $\Omega_M = 0.286$ and $\Omega_{\text{vac}} = 0.714$. This corresponds to an angular scale of $22.5 \text{ kpc arcmin}^{-1}$.

4.2. OBSERVATIONS AND DATA REDUCTION

4.2.1. JVLA observations

We obtained a total of 13 hours in the P-band (230-470 MHz) of the Karl G. Jansky Very Large Array (project 13B – 026): 5 h in the A configuration (2014 May 16); 5 h in the B-configuration (2013 November 24) and 3 h in the D configuration (2014 July 6), which have a synthesized beamwidth of 5.6, 18.5 and 200 arcsec respectively at this frequency. The JVLA is fitted with new broadband low frequency receivers. The P-band bandwidth has been widened from 300-340 MHz to 230-470 MHz, increasing significantly the sensitivity of the telescope. This article focuses only on the B-configuration data as its resolution probes the faint extended emission of the mini-halo structure in the Perseus cluster. Although the D configuration observations would normally probe the total extent of the mini-halo, these data alone are not good enough to produce a reliable map of the extended emission due to the confusion limit associated with the poor resolution of the D configuration. In addition, the D-array observations cannot be easily combined with the B-array observations at sufficiently high-dynamic range since there is little overlap in uv-coverage. The analysis of the A configuration observations, focussing on the AGN jets, will be presented in Gendron-Marsolais et al. 2017 (in prep.).

The JVLA P-band (230-470 MHz) B-configuration data were taken with 27 operational antennas. During the observation period, the operator log reported low band receiver problems with some antennas (9, 11 and 25), which were removed from the dataset at the beginning of the data reduction process. The dataset consists of a total of 58 scans, consisting of about 10 min on 3C48 (for flux, phase and bandpass calibration), another 10 min on 3C147 in the middle of the observation period and a last 10 min on 3C147 at the end (both for phase and bandpass calibration). The rest of the observations consist of scans of 5-10 min each on NGC 1275. The P-band receiver has 16 spectral windows, each comprising of 128 channels with a width of 125 kHz.

The data reduction was performed with CASA (Common Astronomy Software Applications, version 4.6). A pipeline was specifically developed to account for the strong presence of radio frequency interference (RFI) at low-frequencies and the extremely bright central AGN in Perseus outshining faint structures. The steps of the data reduction process are detailed in the following paragraphs.

The data reduction was performed separately on each spectral window. The data column of the original dataset was therefore split at the beginning into 16 different measurement

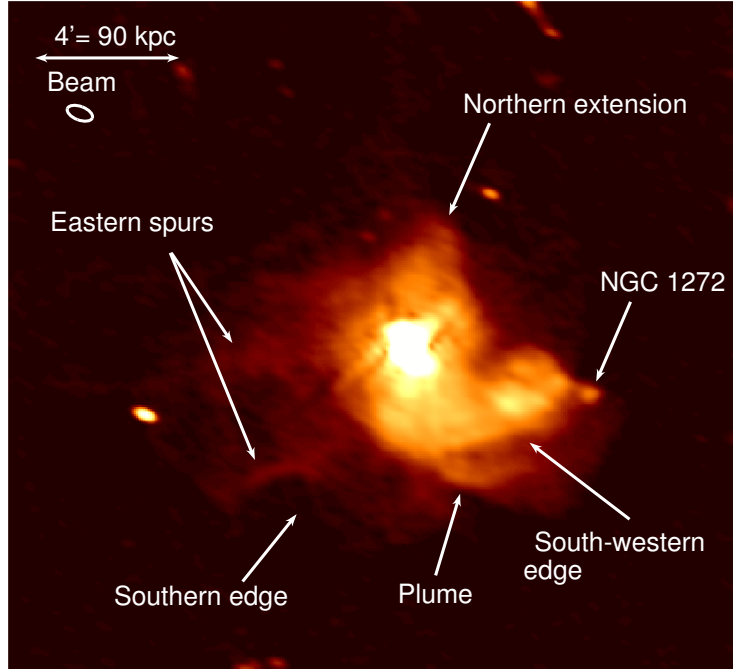


Figure 4.2. A zoom on the emission surrounding NGC 1275 from the 270-430 MHz radio map seen in figure 4.1. The main structures of the mini-halo are identified: the northern extension, the two eastern spurs, the concave edge to the south, the south-western edge and a plume of emission to the south-south-west. The small knob at the end of the western tail is the galaxy NGC 1272.

sets. Early in the use of the new P-band system the polarizations were incorrectly labelled circular instead of linear. The task `FIXLOWBAND` was first applied to correct this issue. Initial flagging was conducted on the two calibrators as well as on the target to remove the most apparent RFI using the mode `TFCROP` with the task `FLAGDATA` and the flagger framework `AOFLAGGER` (Offringa et al., 2012). When those steps of initial flagging had removed most of the RFI, calibration was conducted. Both 3C48 and 3C147 were used as bandpass calibrators using the task `CONCAT` which concatenates the visibility datasets. By using two bandpass calibrators, we can increase the signal-to-noise ratio on the bandpass solutions. We inspected visually each calibration table produced with `PLOTAL`, identifying and removing outliers. Once each spectral window dataset was calibrated and cleaned of RFI, they were recombined using `CONCAT`.

The imaging process was performed with a self-calibration method (amplitude and phase), consisting of producing first an image with the task `CLEAN` and second to derive gain corrections for amplitudes and phases with `GAINCAL`, applying these corrections with `APPLYCAL`, producing a new corrected data column. The self-calibration therefore used the target data instead of a calibration source to refine the calibration in an iterative process, producing incremental gain corrections. Once again the tables produced were examined and

showed smooth solutions. This procedure was applied three times. Lastly, bandpass and bcal calibrations were conducted to produce the final image.

Parameters of the clean task had to be carefully adjusted due to the complexity of the structures of Perseus and its high dynamic range (we reached a dynamic range of 30000, with an rms of 0.35 mJy/beam and a peak at 10.63 Jy/beam). In order to produce a continuum image, a map of the sky-brightness distribution integrated over the frequency range, the frequency response of the interferometer as well as the spectral structure of the radio emission has to be taken into account, specifically with the new generation of broad-band receivers of the JVLA (Rao Venkata, 2010). Therefore, a multi-scale and multi-frequency synthesis-imaging algorithm (MS-MFS, Rau & Cornwell 2011) has been used, choosing the mode MFS in the task CLEAN. To model the frequency dependence of the sky emission, we set the number of Taylor’s coefficients to 2 to take into account the complexity of Perseus. The sky curvature across the wide field of view is corrected by the W-projection algorithm by choosing the WIDEFIELD grid mode (Cornwell et al., 2008). The number of w-planes used was set to 480. We tested the Brigg’s robustness parameter ROBUST of the weighting, testing the values -2 (uniform), 0 (default) and $+2$ (natural). The default value, 0 , gave the best image. The size of the image ($6144\text{pixels} \times 6144\text{pixels} \sim 5.12^\circ \times 5.12^\circ$, while the full width at half power of the field of view in the middle of P band is around 2.4°) was chosen to be big enough to include all bright sources surrounding NGC 1275. Considering the synthesized beamwidth of the B-configuration at 230-470 MHz ($18.5''$) the chosen cell size was $3'' \times 3''$. A multi-scale cleaning algorithm (Cornwell, 2008) was used in order to take account of the different scales of the structures we were imaging: the point source ($0''$), the inner cavities ($15'' = 5$ pix), the mini-halo ($30'' = 10$ pix), the ghost cavities ($60'' = 20$ pix) and NGC 1265 ($150'' = 50$ pix). Most of the CLEAN tasks were run in interactive mode in order to control the number of iterations as well as to build a cleaning mask interactively. We also used the tool PYBDSM (Python Blob Detection and Source Measurement software, Mohan & Rafferty 2015) to build the first version of the mask. The number of iterations for each CLEAN task during the self-calibration process was about 100 000.

In addition to the automatic flagging, manual flagging was done before the self-calibration on the target, examining the amplitude vs. the UV-wave with PLOTMS allowing to identify bad channels, baselines or time ranges. To identify sources of artifacts during the imaging process, we use the parameter SELECTDATA of the task CLEAN, imaging all data except one antenna and iterating over antennas. This method was applied similarly for scans and spectral windows. It allows the identification of one bad antenna (antenna 23). Inspection with PLOTMS of the corrected real vs. imaginary portions of the visibilities indicated no more bad data or outliers. The final image resulting from this data reduction process is presented in figures 4.1 and 4.2.

4.2.2. X-ray observations

We use the final composite fractional residual image from Fabian et al. (2011) to compare our radio data to the X-ray emission. This image is the result of a total of 1.4 Ms *Chandra* observations, 900 ks of ACIS-S data (Fabian et al., 2000, 2003, 2006) of the central 180×180 kpc combined with 500 ks of ACIS-I large-scale observations. The data have been cleaned from flares, reprocessed, reprojected to match coordinates, merged together and exposure map corrected (see details in Fabian et al. 2006, 2011). This image was then adaptively smoothed with a top-hat kernel with the bin size chosen to contain 225 counts. Ellipses were fitted in this smoothed image to logarithmic equally-spaced levels of surface brightness. A model was constructed by interpolating between the elliptical contours (in log surface brightness level). The final image, shown in figure 4.3- left, is the fractional difference between the adaptively smoothed image and this model. Furthermore, to examine the position and shape of the western cold front found in Perseus (Fabian et al., 2011) we use a Gaussian gradient magnitude (GGM) filtered image (see figure 4.3- middle), highlighting the edges in the merged X-ray image (Sanders et al., 2016). Finally, we use the temperature map from Fabian et al. (2011) generated with the *Chandra* observations binned into regions of 22 500 counts each (see figure 4.3- right). The errors associated with the temperature map values vary from $\sim 1\%$ to 6% .

4.2.3. Previous radio observations at 74 MHz, 235 MHz and 610 MHz

We use previous radio observations of the Perseus cluster at 74 MHz, 235 MHz and 610 MHz to complete our study of the mini-halo. We use archival VLA data at 74 MHz (A configuration, see figure 4.4 top-left, Blundell et al. 2002). We also present for the first time new Giant Metrewave Radio Telescope (GMRT) observations of the Perseus cluster at 235 MHz (PI: Blundell, see figure 4.4 top-right). A total of 10 hours of observations were obtained. The GMRT data were reduced with the standard astronomical image processing system (aips, version 31DEC11, Greisen 2003), following the normal procedure (RFI removal, calibration and imaging). Several rounds of flagging, including manual flagging were applied, resulting in more than 50 per cent of the data being flagged. The data were also calibrated in phase and amplitude, and 3C 286 and 3C 48 were used as flux calibrators. However, due to the dynamic range limits of the GMRT, we were only able to reach a noise level of 10 mJy/beam (beam size of $13'' \times 13''$), which is significantly higher than the JVLA noise level. We therefore do not discuss these data in detail. We also use Westerbork Synthesis Radio Telescope (WSRT) 610 MHz contours from Sijbring (1993) (see figure 4.4 bottom-right).

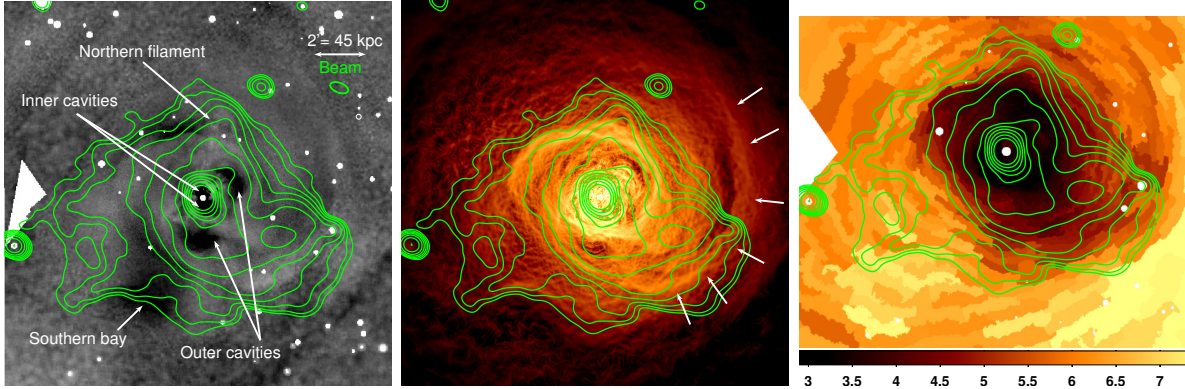


Figure 4.3. Left - *Chandra* final composite fractional residual image from Fabian et al. (2011) in the 0.5-7 keV band (total of 1.4 Ms exposure) with 270-430 MHz contours from $5\sigma = 1.75$ mJy/beam to 1 Jy overlaid from JVLA B-configuration. Middle - GGM filtered image of the merged X-ray observations with Gaussian width $\sigma = 4$ pixels (Sanders et al., 2016) with the same 270-430 MHz JVLA contours. The position of the western cold front is indicated with white arrows. Right - Central part of the temperature map of the Perseus cluster from Fabian et al. (2011) with signal-to-noise ratio of 150 with the same 270-430 MHz JVLA contours. Units are keV.

4.2.4. Optical observations

The BCG NGC 1275 is surrounded by a giant filamentary $H\alpha$ nebula extending over 100 kpc, made of two components: a high-velocity system (8200 km s^{-1}), corresponding to a disrupted foreground galaxy, and a low-velocity system (5265 km s^{-1}). In order to make a detailed comparison of this rich nebula with the radio and X-ray emission morphology, we use the continuum-subtracted $H\alpha$ map from Conselice et al. (2001) produced with the Wisconsin-Indiana-Yale-NOAO (WIYN) telescope observations (see figure 4.5).

4.3. RESULTS

Figure 4.1 shows the central part of the B-configuration final map obtained from the data reduction and imaging process described in Section 4.2. The resulting image has a rms of 0.35 mJy/beam, peak at 10.63 Jy/beam and a beam size of $22.1'' \times 11.3''$. Beyond the central emission from NGC 1275, the large field of view includes NGC 1265, a wide-angle tail radio galaxies, and IC 310, an active radio galaxy with a blazar-like behavior and jets observed at a viewing angle of $10^\circ - 20^\circ$ (Aleksić et al., 2014; Ahnen et al., 2017), both discovered by Ryle & Windram (1968). The analysis of their complex morphologies will be presented in future work (Gendron-Marsolais et al. 2017 in prep.). The smaller head-tail source CR 15 is also found between NGC 1275 and IC 310, the tail pointing in a northeast direction (Miley et al., 1972).

Figure 4.2 shows a zoom of the central radio emission surrounding NGC 1275. Features running roughly north-west/south-east through the core are the remaining artifacts due to

some problematic antennas all located in the same arm of the JVLA. Some of these antennas were removed, but removing all would have caused the beam to be extremely elongated. Since the artifacts are mostly located near the central AGN, we optimized the removal of the antennas such that the artifacts would be minimal while allowing the beam to remain roughly circular. The diffuse mini-halo structure extends up to ~ 150 kpc from the AGN and shows a complex structure. The general shape of the mini-halo in the Perseus cluster has an irregular morphology, curving counterclockwise. It is also elongated in the direction of the radio bubble system. In addition to this large-scale structure shape, several fine structure details in the emission have been identified: two spurs are seen to the east and southeast of the AGN, an extension to the north, an edge to the south-west, a plume of emission to the south-south-west and a concave edge to the south. An analysis of these structures is presented in the following section.

As in Giacintucci et al. (2014a), we estimate the average radius of the mini-halo as $R = \sqrt{R_{\max} \times R_{\min}}$ based on the 3σ contours. With $R_{\max} = 7' = 157.5$ kpc and $R_{\min} = 3.5' = 78.75$ kpc, this gives 111 kpc, which places Perseus's mini-halo as average in terms of size. The true size of the mini-halo could, however, be larger due to the fact that larger structures are resolved out in the B-array observations. We also measured its total flux density using the CASA task IMSTAT. Integrating the flux density in an annulus centered on the AGN from $1'$ (roughly corresponding to a 0.1 Jy contour) up to R_{\max} (excluding the central AGN contribution) gives 13.0 ± 0.7 Jy.

4.4. DISCUSSION

4.4.1. Comparison with previous radio observations

Figure 4.4 shows the 74 MHz, 235 MHz, 270-430 MHz and 610 MHz radio contours overlaid on the fractional residual X-ray image. The mini-halo is seen clearly at 270-430 MHz and 610 MHz, while only spurs of radio emission extend outside the inner and outer X-ray cavities at 74 MHz and almost no emission is seen outside the inner cavities at 235 MHz with the GMRT image at these sensitivity levels. Mini-halos generally have steep spectral indexes but the noise levels of the 74 and 235 MHz images (80 and 10mJy/beam, respectively) are too high for the faint mini-halo to be detected. The new JVLA facilities have produced an order of magnitude deeper image than the previous 330 MHz VLA data ($\sigma_{\text{rms}} = 7\text{mJy/beam}$), with high-fidelity, allowing the detection of the mini-halo emission to much larger radii and in much finer detail. The northern extension of emission as well as hints of the presence of the southern and south-western edges were already visible in 610 MHz WSRT contours from Sijbring (1993). The synthesized beam size of these observations ($29'' \times 44''$) being about five times larger than the beam size of our 270-430 MHz observations ($22.1'' \times 11.3''$), it only probed blurred emission from the eastern spurs, the plume and the

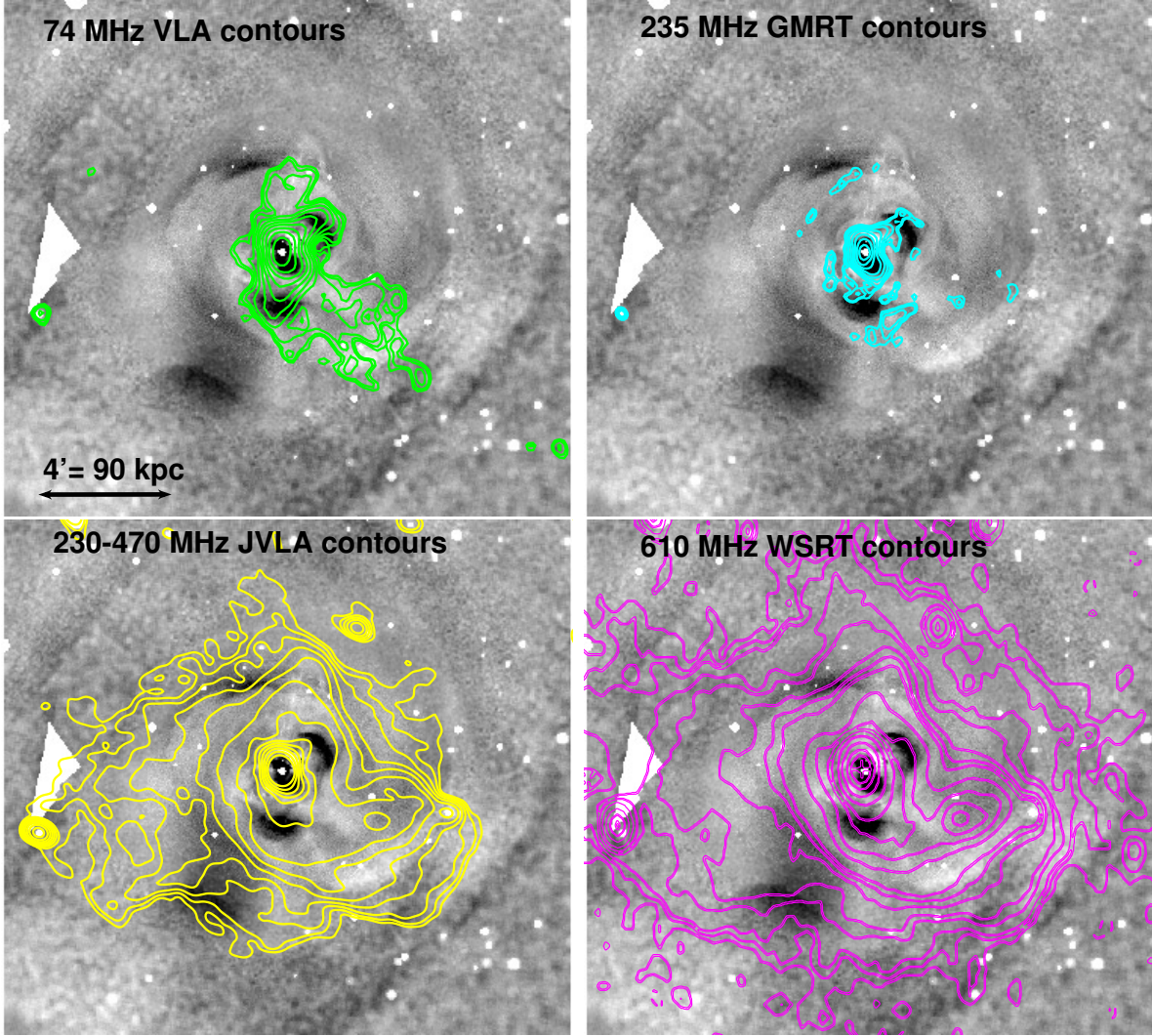


Figure 4.4. *Chandra* final composite fractional residual image from Fabian et al. (2011) in the 0.5-7 keV band (total of 1.4 Ms exposure) with radio contours at different frequencies overlaid. Top-left: 74 MHz A configuration VLA contours (synthesized beamwidth of $24''$, $\sigma_{\text{rms}} = 80$ mJy/beam). A total of 11 contours are drawn, increasing logarithmically from 0.3 Jy/beam to 36.2 Jy/beam (Blundell et al., 2002). Top-right: 235 MHz GMRT contours (synthesized beamwidth of $13''$). 10 contours are drawn, increasing logarithmically from $5\sigma_{\text{rms}} = 50$ mJy/beam to 9 Jy/beam. Bottom-left: 270-430 MHz contours from the new JVLA B-configuration (beamwidth of $22.1'' \times 11.3''$). A total of 13 contours are drawn, also increasing logarithmically from $3\sigma = 1.05$ mJy/beam to 1 Jy. Bottom-right: 610 MHz WSRT contours from Sijbring (1993), synthesized beamwidth of $29'' \times 44''$ and $\sigma_{\text{rms}} = 0.4$ mJy/beam). The contours levels are -0.8 (dashed), 0.8, 1.6, 2.4, 5, 7.5, 15, 22.5, 30, 60, 90, 120, 150, 300, 850, 2500, 5000 and 10000 mJy/beam.

southern edge, not fine filaments or sharp edges compared to the new JVLA observations. Our higher resolution image therefore allows us for the first time to study the structure of this mini-halo in detail.

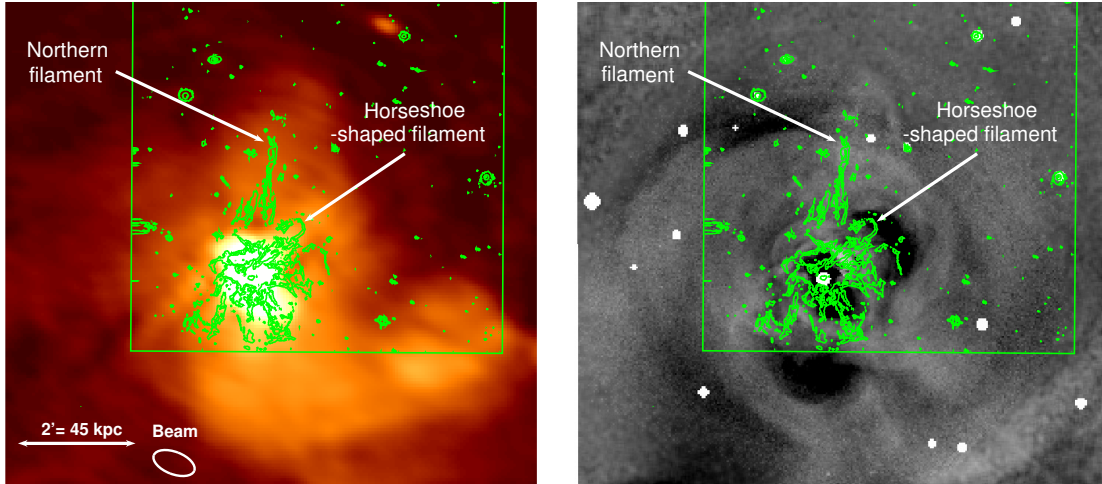


Figure 4.5. Left - JVLA 270-430 MHz B-configuration image with H α contours (in green) of the continuum-subtracted H α map from Conselice et al. (2001). The green region indicates the edge of the H α image. The horseshoe-shaped filament and the northern filament are identified. Right - The fractional residual X-ray image with the same H α contours.

4.4.2. Large-scale structure of the mini-halo

In order to understand the origin of the mini-halo emission, it is useful to compare its morphology with images from other wavelengths. This approach led to the first reports of mini-halo - sloshing cold front correspondences in Mazzotta & Giacintucci (2008) for the relaxed galaxy clusters RX J1720.1+2638 and MS 1455.0+2232. The systematic search for mini-halos in clusters by Giacintucci et al. (2014a) has shown indications of gas sloshing in the X-ray observations of most of the 21 clusters with mini-halos. The mini-halos were contained inside the sloshing region in many of them. These correspondences support the reacceleration hypothesis according to which cooled relativistic electrons injected by past AGN activity are reaccelerated by turbulence that may be produced by sloshing motion (Gitti et al., 2002, 2004; Mazzotta & Giacintucci, 2008; ZuHone et al., 2013). The nearby and bright Perseus cluster offers an opportunity to study this correlation as its proximity gives the sensitivity and resolution needed to probe the details of the mini-halo as well as the cold front structures. The B-configuration radio contours starting at 5σ are overlaid on *Chandra* X-ray image (Fabian et al., 2011) on Figure 4.3- left. The position of the inner and outer cavities are indicated on the figure. One of the most striking features in the deep X-ray images of the Perseus cluster is the spiral pattern of the X-ray emitting gas. A similar trend is also clearly seen in the temperature map (Fabian et al. 2006, see figure 4.3- right) and the western part of it was identified as a cold front (Fabian et al., 2011), a sharp contact discontinuity between gas regions with different temperatures and densities. The characteristic spiral pattern of cold fronts are created by the sloshing of gas in a gravitational potential perturbed by a minor merger (see Markevitch & Vikhlinin 2007 for a review). High-resolution simulations

of cluster mergers also show that cold fronts are produced by minor mergers and can persist over gigayear time scales (Ascasibar & Markevitch, 2006). In the case of the Perseus cluster, a chain of bright galaxies visible to the west of the BCG NGC 1275 have been identified as the possible source of disturbance (Churazov et al., 2003). Interestingly, the curving shape of the mini-halo seems to be well aligned with the sloshing pattern. It matches both the size and the direction of curvature (counterclockwise). However, the mini-halo is also elongated in the direction of the cavity system. This spatial correlation is consistent with the scenario that AGN feedback could contribute to the injection of turbulence in the ICM and reaccelerate the relativistic particles responsible for the mini-halo emission (Cassano et al., 2008).

Figure 4.3- middle shows the X-ray GGM filtered image with the same radio contours. The position of the western cold front is indicated by the arrows. This image shows very clearly how the mini-halo emission is mostly contained behind the cold front: there is a sharp edge in the radio image associated with the mini-halo, but the particles appear as well to leak out as there is an even fainter (2 to 3 times fainter) part of the mini-halo that extends beyond the cold front in the south-western direction. Figure 4.3- right shows the central 13' of the temperature map from Fabian et al. (2011) compared with the mini-halo emission. As in the GGM filtered image, the emission is mostly bounded by the western cold front.

Another interesting large scale structure present in the mini-halo of the Perseus cluster is the southern edge identified in figure 4.2. Compared with the X-ray observations (see figure 4.3- left), the radio emission seems to avoid the southern bay, an intriguing feature located about 100 kpc south of the nucleus, first reported in Fabian et al. (2006). Recently, Walker et al. 2017 investigates these 'bay' structures, found in three nearby relaxed clusters: Perseus, Centaurus and Abell 1795. Bays behave like cold fronts but have the opposite curvature toward the interior of the cluster. According to simulations of gas sloshing, they might be resulting from Kelvin-Helmholtz instabilities. We refer the reader to Walker et al. 2017 for more details.

4.4.3. Filamentary structure

Very few filamentary structures like the ones present in the P-band JVLA observations of the Perseus cluster have been observed before in mini-halos. In Abell 2626, two elongated, ~ 5 kpc thick, arc-like radio features with longitudinal extensions of ~ 70 kpc are detected in its mini-halo (Gitti et al., 2004; Gitti, 2013). In the case of Perseus, the two eastern spurs identified in figure 4.2 are ≥ 10 kpc thick and extend over ~ 150 kpc in scale. Interestingly, similar filaments are found in radio relics (e.g. the relic in Abell 2256, Owen et al. 2014), large elongated diffuse polarized radio sources located at cluster peripheries. Relics could result from synchrotron emission of electrons reaccelerated by mergers or accretion shocks (Ensslin et al., 1998; Brunetti & Jones, 2014; van Weeren et al., 2017). In Perseus though,

no shocks corresponding with the position of the filaments are known. We can also speculate that these filaments trace regions of enhanced magnetic fields or locally enhanced turbulence. Alternatively, they could reflect the original distribution of fossil plasma, for example from an old AGN outburst (up to a Gyr ago) that are re-accelerated by turbulence or weak shocks.

As shown in figure 4.5, the northern extension of the mini-halo also matches the position of the northern filament seen in the H α map from Conselice et al. (2001), a long (~ 45 kpc) and thin filament part of the large filamentary nebula surrounding NGC 1275. The loop-like X-ray structure extending at the end of the northern filament has been interpreted as fallback gas dragged out to the north by previously formed bubbles (Fabian et al., 2011). As for the elongated shape of the mini-halo aligned with the cavity system, the northern extension shows another correlation of the mini-halo with the relativistic jets. Therefore, the shape of mini-halos seems to originate both from sloshing and from past AGN activity.

4.4.4. Qualitative comparison with simulations

The quality of both the radio and X-ray data allows the comparison of our observations with high-resolution magnetohydrodynamic simulations of gas sloshing in galaxy clusters for example as in ZuHone et al. (2013). Additionally, the clear spiral pattern seen in X-ray observations and temperature map suggests that the plane of the sloshing pattern is perpendicular to our line of sight. This inclination allows us to directly compare the observations the Perseus cluster with the z -projections in ZuHone et al. (2013). The authors show projected gas temperature maps at several epochs with 153, 327, and 1420 MHz radio contours overlaid. The general shape and extent of Perseus’s mini-halo most closely resembles the central part of the simulated radio contours. However, the simulated radio observations also show a patchy tail of emission, absent from the P-band JVLA observations of the mini-halo.

4.4.5. Implications for our understanding of mini-halos

The deep JVLA observations of the Perseus cluster combined with the cluster’s properties (proximity, brightness and sloshing plane inclination) offers a unique opportunity to study mini-halo structures. These low-frequency observations have revealed lots of structures, unlike the present observations of most mini-halos which appear to be of fuzzy and uniform emission. This could be due to the resolution and sensitivity of the radio observations of mini-halos. Few mini-halos also present structures, e.g. the arc-like radio features in Abell 2626 (Gitti et al., 2004; Gitti, 2013) or the spiral-shaped tail of emission in RX J1720.1+2638 with a length of ~ 230 kpc (Giacintucci et al., 2014b). Perseus’s mini-halo has similar size but a much higher flux density, 3 to 4 orders of magnitude higher than other mini-halos (Giacintucci et al., 2014a). Even with this level of detail, the emission is still mostly constrained behind the sloshing cold front, delimited by a sharp radio edge, providing a qualitative test of the reacceleration hypothesis. However, faint emission is also seen beyond this edge as if particles

appear to leak out (see figure 4.3- middle). Again, as larger structures are resolved out in the B-array observations, we could still miss a large-scale diffuse mini-halo that would extend well beyond the cold front edge indicating that there must be a source of acceleration that goes beyond the cold front.

4.5. CONCLUSION

The Perseus cluster is a fantastic laboratory to study all processes taking place in a typical cluster as it is internally perturbed by the nuclear outburst of the cluster’s brightest galaxy NGC 1275 active galactic nuclei, as well as externally affected by its interaction with its surrounding environment. We present a detailed radio map of the Perseus cluster obtained from 5 h of observations with the JVLA at 230-470 MHz in the B-configuration. A CASA pipeline has been specifically developed to reduce this dataset, taking into account the high dynamic range and the multi-scale nature of the Perseus cluster, as well as the strong presence of RFI. In summary, we conclude the following.

1. This work has provided an extended low-frequency view of the mini-halo in the Perseus cluster. Several structures have been identified: the northern extension, two filamentary spurs to the east and a clear edge avoiding the X-ray southern bay. The general shape of the mini-halo is curving counterclockwise and is elongated in the direction of the cavity system. At 230-470 MHz, Perseus’s mini-halo extends up to 135 kpc from the nucleus and has a total flux density of 12.64 Jy.
2. The comparison of the 230-470 MHz map with deep *Chandra* observations has shown that the mini-halo is enclosed mostly behind the western sloshing cold front, qualitatively supporting the reacceleration hypothesis. However, fainter emission is also seen beyond, as if particles leaking out.
3. The large-scale and fine structure show a correlation of the mini-halo emission with both the sloshing motion and the relativistic jets of the AGN.
4. Mysterious filamentary spurs of emission are found to the east, similar to radio relics, but no shocks corresponding with the position of the filaments are known.
5. The shape of the mini-halo resembles the central simulated synchrotron radiation in magnetohydrodynamic simulations of gas sloshing in galaxy clusters for example from ZuHone et al. (2013).

These results demonstrate the sensitivity of the new JVLA, as well as the necessity to obtain deeper, higher-fidelity radio images of mini-halos in clusters to further understand their origin.

ACKNOWLEDGMENTS

MLGM is supported by NSERC through the NSERC Postgraduate Scholarships-Doctoral Program (PGS D) and Université de Montréal physics department. JHL is supported by NSERC through the discovery grant and Canada Research Chair programs, as well as FRQNT. Basic research in radio astronomy at the Naval Research Laboratory is supported by 6.1 Base funding. The National Radio Astronomy Observatory is a facility of the National Science Foundation operated under cooperative agreement by Associated Universities, Inc. We thank the staff of the GMRT, who have made these observations possible. GMRT is run by the National Centre for Radio Astrophysics of the Tata Institute of Fundamental Research. ACF is supported by ERC Advanced Grant 340442

REFERENCES

- Ahnen M. L., et al., 2017, *A&A*
- Aleksić J., et al., 2014, *A&A*, 563, A91
- Ascasibar Y., Markevitch M., 2006, *ApJ*, 650, 102
- Bîrzan L., Rafferty D. A., McNamara B. R., Wise M. W., Nulsen P. E. J., 2004, *ApJ*, 607, 800
- Blundell K. M., Kassim N. E., Perley R. A., 2002, in *Proc. IAU Coll. 199*. p. 189
- Böhringer H., Voges W., Fabian A. C., Edge A. C., Neumann D. M., 1993, *MNRAS*, 264, L25
- Branduardi-Raymont G., Fabricant D., Feigelson E., Gorenstein P., Grindlay J., Soltan A., Zamorani G., 1981, *ApJ*, 248, 55
- Brunetti G., 2016, *Comments Plasma Phys. Contr. Fusion*, 58, 014011
- Brunetti G., Jones T. W., 2014, *ApJ*, 23, 1430007
- Burns J. O., Sulkanen M. E., Gisler G. R., Perley R. A., 1992, *ApJ*, 388, L49
- Cassano R., Gitti M., Brunetti G., 2008, *A&A*, 486, L31
- Churazov E., Forman W., Jones C., Böhringer H., 2000, *A&A*, 356, 788
- Churazov E., Forman W., Jones C., Böhringer H., 2003, *ApJ*, 590, 225
- Conselice C. J., Gallagher III J. S., Wyse R. F. G., 2001, *ApJ*, 122, 2281
- Cornwell T. J., 2008, *IEEE J. Sel. Topics Signal Process.*, 2, 793
- Cornwell T. J., Golap K., Bhatnagar S., 2008, *IEEE J. Sel. Topics Signal Process.*, 2, 647
- Dunn R. J. H., Fabian A. C., 2006, *MNRAS*, 373, 959
- Ensslin T. A., Biermann P. L., Klein U., Kohle S., 1998, *A&A*, 332, 395
- Fabian A. C., Hu E. M., Cowie L. L., Grindlay J., 1981, *ApJ*, 248, 47
- Fabian A. C., et al., 2000, *MNRAS*, 318, L65
- Fabian A. C., Celotti A., Blundell K. M., Kassim N. E., Perley R. A., 2002, *MNRAS*, 331, 369

Fabian A. C., Sanders J. S., Allen S. W., Crawford C. S., Iwasawa K., Johnstone R. M., Schmidt R. W., Taylor G. B., 2003, MNRAS, 344, L43

Fabian A. C., Sanders J. S., Taylor G. B., Allen S. W., Crawford C. S., Johnstone R. M., Iwasawa K., 2006, MNRAS, 366, 417

Fabian A. C., et al., 2011, MNRAS, 418, 2154

Fabian A. C., Walker S. A., Russell H. R., Pinto C., Sanders J. S., Reynolds C. S., 2017, MNRAS, 464, L1

Feretti L., Giovannini G., Govoni F., Murgia M., 2012, A&ARv, 20, 54

Forman W., Kellogg E., Gursky H., Tananbaum H., Giacconi R., 1972, ApJ, 178, 309

Giacintucci S., Markevitch M., Venturi T., Clarke T. E., Cassano R., Pasquale Mazzotta 2014a, ApJ, 781, 9

Giacintucci S., Markevitch M., Brunetti G., ZuHone J. A., Venturi T., Mazzotta P., Bourdin H., 2014b, ApJ, 795, 73

Giacintucci S., Markevitch M., Cassano R., Venturi T., Clarke T. E., Brunetti G., 2017, ApJ

Gitti M., 2013, MNRAS, 436, L84

Gitti M., Brunetti G., Setti G., 2002, A&A, 386, 456

Gitti M., Brunetti G., Feretti L., Setti G., 2004, A&A, 417, 1

Heinz S., Reynolds C. S., Begelman M. C., 1998, ApJ, 501, 126

Hitomi Collaboration ., 2016, Nature, 535, 117

Markevitch M., Vikhlinin A., 2007, ApJ, 443, 1

Mazzotta P., Giacintucci S., 2008, ApJ, 675, L9

Miley G. K., Perola G. C., van der Kruit P. C., van der Laan H., 1972, Nature, 237, 269

Mohan N., Rafferty D., 2015, Astrophysics Source Code Library, p. ascl:1502.007

Offringa A. R., Gronde J. J. v. d., Roerdink J. B. T. M., 2012, A&A, 539, A95

Owen F. N., Rudnick L., Eilek J., Rau U., Bhatnagar S., Kogan L., 2014, ApJ, 794, 24

Pedlar A., Ghataure H. S., Davies R. D., Harrison B. A., Perley R., Crane P. C., Unger S. W., 1990, MNRAS, 246, 477

Pfrommer C., Enßlin T. A., 2004, A&A, 413, 17

Rafferty D. A., McNamara B. R., Nulsen P. E. J., Wise M. W., 2006, ApJ, 652, 216

Rao Venkata U., 2010, PhD thesis, New Mexico Institute of Mining and Technology, Socorro, New Mexico, USA

Rau U., Cornwell T. J., 2011, A&A, 532, A71

Ryle M., Windram M. D., 1968, MNRAS, 138, 1

Sanders J. S., Fabian A. C., Russell H. R., Walker S. A., Blundell K. M., 2016, MNRAS, 460, 1898

Scharwächter J., McGregor P. J., Dopita M. A., Beck T. L., 2013, MNRAS, 429, 2315

Sijbring L. G., 1993, PhD thesis, Groningen Univ.

Soboleva N. S., Temirova A. V., Timofeeva G. M., Aliakberov K. D., 1983, *Soviet Astronomy Letters*, 9, 305

Walker S. A., Hlavacek-Larrondo J., Gendron-Marsolais M., Fabian A. C., Intema H., Sanders J. S., Bamford J. T., van Weeren R., 2017, *MNRAS*, 468, 2506

ZuHone J., Markevitch M., Brunetti G., Giacintucci S., 2013, *ApJ*, 762, 78

van Weeren R. J., et al., 2017, *Nature Astronomy*, 1, 0005

Chapitre 5

REVEALING THE VELOCITY STRUCTURE OF THE FILAMENTARY NEBULA IN NGC 1275 IN ITS ENTIRETY

M. Gendron-Marsolais¹, J. Hlavacek-Larrondo¹, T. B. Martin², L. Drissen^{2,3}, M. McDonald⁴, A. C. Fabian⁵, A. C. Edge⁶, S. L. Hamer⁷, B. McNamara^{8,9} and G. Morrison¹⁰

¹*Département de Physique, Université de Montréal, Montréal (Québec), QC H3C 3J7, Canada*

²*Département de physique, de génie physique et d'optique, Université Laval, 1045 avenue de la médecine, Québec (Québec), G1V 0A6, Canada*

³*Department of Physics and Astronomy, University of Hawaii at Hilo, 200 W Kawili St., Hilo, HI, USA 96720*

⁴*Kavli Institute for Astrophysics and Space Research, MIT, Cambridge, MA 02139, USA*

⁵*Institute of Astronomy, University of Cambridge, Madingley Road, Cambridge CB3 0HA, UK*

⁶*Centre for Extragalactic Astronomy, Department of Physics, Durham University, Durham DH1 3LE, UK*

⁷*CRAL, Observatoire de Lyon, CNRS, Université Lyon 1, 9 Avenue Charles André, F-69561 Saint Genis-Laval, France*

⁸*Department of Physics and Astronomy, University of Waterloo, Waterloo, ON, N2L 3G1, Canada*

⁹*Perimeter Institute for Theoretical Physics, Waterloo, ON, N2L 2Y5, Canada*

¹⁰*LBT Observatory, University of Arizona, 933 N. Cherry Ave, Room 552, Tucson, AZ 85721 U.S.A.*

Received 2018 January 30; accepted 2018 May 4; published 2018 May 15

Published in *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society : Letter*, Volume 479, Issue 1, 1 September 2018, p. L28–L33

Cet article a été le sujet de deux communiqués de presse :

- «Revealing the complexity of the nebula in NGC 1275 with SITELLE», Télescope Canada-France-Hawaii, 15 mai 2018¹
- «Dévoiler la complexité de la nébuleuse entourant NGC 1275 avec SITELLE», Centre de Recherche en Astrophysique du Québec, 15 mai 2018²

Résumé

Nous avons produit pour la première fois une carte de vitesse détaillée de la nébuleuse filamenteuse géante entourant NGC 1275, la galaxie dominante de l'amas de Persée, et révélé une riche structure de vitesse inconnue jusqu'à ce jour à travers toute la nébuleuse. Ces nouvelles observations ont été obtenues avec le spectro-imageur à transformée de Fourier optique SITELLE au CFHT. Avec son grand champ de vu ($\sim 11' \times 11'$), SITELLE est le seul instrument de ce type capable de couvrir dans son entièreté la nébuleuse de $80 \text{ kpc} \times 55 \text{ kpc}$ ($3.8' \times 2.6'$) de large. Notre analyse de ces observations montre un gradient radial régulier du rapport de raies $[\text{N II}]\lambda 6583/\text{H}\alpha$, suggérant un changement du mécanisme et de la source d'ionisation à travers la nébuleuse. La carte de vitesse ne montre pas de tendance générale ou de rotation, indiquant que les filaments ne sont pas en train de tomber uniformément vers la galaxie ni d'être uniformément entraînés vers l'extérieur. Une comparaison entre les propriétés physiques des filaments et les mesures de la dynamique du gaz rayons X dans Persée par *Hitomi* est également explorée.

Mots-clés : Galaxies : NGC 1275 - Galaxies : amas : individuel : amas de Persée

Abstract

We have produced for the first time a detailed velocity map of the giant filamentary nebula surrounding NGC 1275, the Perseus cluster's brightest galaxy, and revealed a previously unknown rich velocity structure across the entire nebula. These new observations were obtained with the optical imaging Fourier transform spectrometer SITELLE at CFHT. With its wide field of view ($\sim 11' \times 11'$), SITELLE is the only integral field unit spectroscopy instrument able to cover the $80 \text{ kpc} \times 55 \text{ kpc}$ ($3.8' \times 2.6'$) large nebula in NGC 1275. Our analysis of these observations shows a smooth radial gradient of the $[\text{N II}]\lambda 6583/\text{H}\alpha$ line ratio, suggesting a change in the ionization mechanism and source across the nebula. The velocity map shows no visible general trend or rotation, indicating that filaments are not falling uniformly onto the galaxy, nor being uniformly pulled out from it. Comparison

1. <http://www.cfht.hawaii.edu/en/news/N1275SITELLE/>

2. <http://craaq-astro.ca/2018/05/15/devoiler-la-complexite-de-la-nebuleuse-entourant-ngc-1275-avec-sitelles/>

between the physical properties of the filaments and *Hitomi* measurements of the X-ray gas dynamics in Perseus are also explored.

Keywords: Galaxies: NGC 1275 - Galaxies: clusters: individual: Perseus cluster

5.1. INTRODUCTION

The central dominant galaxy of the Perseus galaxy cluster, NGC 1275, is surrounded by a giant filamentary emission-line nebula. Such nebulae, with H_α luminosities as high as several 10^{42} erg/s, are not rare among clusters having peaked X-ray surface brightness distributions like Perseus, known as cool core clusters (e.g. Crawford et al. 1999). However, the filamentary nebula in NGC 1275 extends over $80 \text{ kpc} \times 55 \text{ kpc}$ ($3.8' \times 2.6'$) and is therefore among the largest known in any cluster (e.g. McDonald et al. 2012; Hamer et al. 2016). The origin of these nebulae (residual cooling flow or dragged gas and source of ionization (heat conduction from the ICM, shocks or turbulent mixing, e.g. Lim et al. 2012; Fabian 2012) are not yet clear. The ionization source does not appear to be related to star formation as the line ratios are different from those in H II regions (e.g. Kent & Sargent 1979). These nebulae therefore constitute an active area of research for our understanding of how phenomena such as shocks heat and ionize their surrounding medium.

Being the cluster's brightest galaxy (BCG) in Perseus, NGC 1275 resides in a complex environment, both internally perturbed by the nuclear outbursts of its active galactic nuclei (AGN) and externally affected by interactions with its surrounding environment. As the brightest cluster in the X-ray sky (Forman et al., 1972), it has been observed across all the electromagnetic spectrum, revealing a variety of structures. X-ray observations of the intracluster medium (ICM) have shown a succession of cavities created by the jets of the central supermassive black hole, pushing away the cluster gas and leaving buoyantly rising bubbles filled with radio emission (e.g. Fabian et al. 2011).

First observed by Minkowski (1957) and Lynds (1970), the optical line-emitting gas towards NGC 1275 consists of two distinct components: a high-velocity system ($\sim 8200 \text{ km s}^{-1}$) corresponding to an infalling foreground galaxy, and a low-velocity system ($\sim 5200 \text{ km s}^{-1}$) corresponding to the nebula associated with NGC 1275. HST observations reveal a thread-like filamentary composition, some only 70 pc wide and 6 kpc long (Fabian et al., 2008). The brighter filaments have soft X-ray counterparts (Fabian et al., 2003) and Karl G. Jansky Very Large Array 230-470 MHz observations show a spur of emission in the direction of the northern filament (Gendron-Marsolais et al., 2017). Cooler molecular gas are associated with nearly all the filaments, e.g. CO (Salomé et al., 2006, 2011; Ho et al., 2009) and H_2 (Lim et al., 2012).

The nebula was imaged by Conselice et al. (2001) in its full extent with high-resolution imaging, integral field and long-slit spectroscopy (WIYN & KPNO). The authors produced a

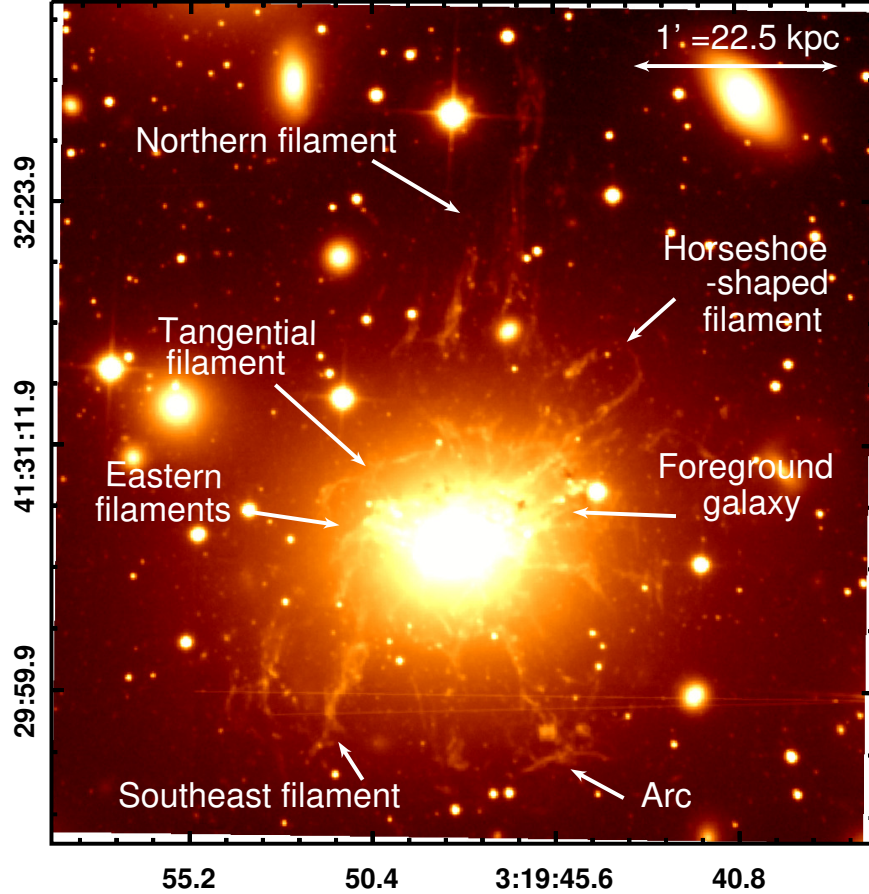


Figure 5.1. Mean integrated flux SN3 filter image centered on NGC 1275.

first velocity map of the central $\sim 45''$ (16 kpc), revealing evidence for rotation, and suggested that the filaments were being formed through compression of the ICM by the AGN outflows. Gemini Multi-Object Spectrograph observations along six slits aligned with 2-3 filaments showed evidence of outflowing gas and flow patterns (Hatch et al., 2006). Overall, these observations suggest that these nebulae could be formed by gas being dragged out from the rise of AGN radio bubbles and stabilized by magnetic fields (Fabian et al., 2003, 2008; Hatch et al., 2006). This argument is further supported by the presence of a horseshoe-shaped filament, bending behind the North-West outer cavity, similarly to the toroidal flow pattern trailing behind a buoyant gas bubble in a liquid. Under this assumption, the loop-like X-ray structure extending at the end of the northern filament would then be a fallback of gas dragged out to the north by previously formed bubbles (Fabian et al., 2011). However, the $H\alpha$ emission found in several cool core clusters' BCGs is delimited within their cooling radius and a strong correlation has been found between $H\alpha$ luminosity and the X-ray cooling flow rate of the host cluster (McDonald et al., 2010). This suggests that the ionized gas may be linked to the ICM and a radially infalling cooling flow model is favoured.

NGC 1275 is one of the richest nebulae to study due to its proximity and the complexity of its structures. In this article, we present new observations of NGC 1275 obtained with SITELLE, a new optical imaging Fourier transform spectrometer at Canada-France-Hawaii Telescope (CFHT). Unlike previous IFU observations of NGC 1275, its wide field of view ($11' \times 11'$) covers the large nebula in its entirety. To directly compare our results with Hitomi Collaboration (2018), we adopt a redshift of $z = 0.017284$ for NGC 1275, corresponding to an angular scale of $21.2 \text{ kpc arcmin}^{-1}$. This corresponds to a luminosity distance of 75.5 Mpc, assuming $H_0 = 69.6 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$, $\Omega_M = 0.286$ and $\Omega_{\text{vac}} = 0.714$.

5.2. DATA REDUCTION AND ANALYSIS

NGC 1275 was observed in January 2016 with the optical imaging Fourier transform spectrometer SITELLE at CFHT during Queued Service Observations 16BQ12 in science verification mode (PI G. Morrison) with the SN3 filter ($> 90\%$ transmission from 647-685 nm) for 2.14h (308 exposures of 25 seconds, $R = 1800$). SITELLE is a Michelson interferometer with a large field of view ($11' \times 11'$, compare to $1' \times 1'$ for MUSE and up to $8'' \times 8''$ for SINFONI) equipped with two E2V detectors of 2048×2064 pixels, resulting in a spatial resolution of $0.321'' \times 0.321''$. These observations were centered at RA 03h19m53.19s and DEC $+41^\circ 33' 51.0''$, offset by about $3'$ from NGC 1275. The data reduction and calibration of these observations were conducted using the SITELLE's software ORCS (version 3.1.2, Martin et al. 2015³). Five emission lines are resolved in these observations: [N II] λ 6548, H α , [N II] λ 6584, [S II] λ 6716 and [S II] λ 6731. Details of the wavelength, astrometric and photometric calibration followed are described in Martin et al. (2018). The OH sky lines velocities were fitted with an optical model of the interferometer in most regions of the cube with the function SPECTRALCUBE.MAP_SKY_VELOCITY() and the resulting wavelength corrections for instrumental flexures were applied to the cube using SPECTRALCUBE.CORRECT_WAVELENGTH() (Martin et al., 2018). The mean integrated flux SN3 filter image centered on NGC 1275 is shown on figure 5.1.

The complexity of this nebula arises from its several components: overlapping filaments with slightly different velocity shifts, the HV system and the AGN contribution. As we focus only on the nebula component, pixels with [N II] λ 6548, H α and [N II] λ 6584 emission lines with a velocity shift close to the NGC 1275 systemic velocity were identified. The HV system was identified similarly, using a 8200 km/s systemic velocity, and subtracted. Fitting both the contribution from the AGN and the filaments, we found that the contribution from the AGN is predominant in terms of lines fluxes inside a radius of $6''$. The central region centered at 3h19m48.1s + 41d30m42s with a radius of $6''$ was excluded. To increase the SNR without losing too much spatial resolution, we chose to bin the cube by a factor of 2. The

3. <https://github.com/thomasorb/orcs>

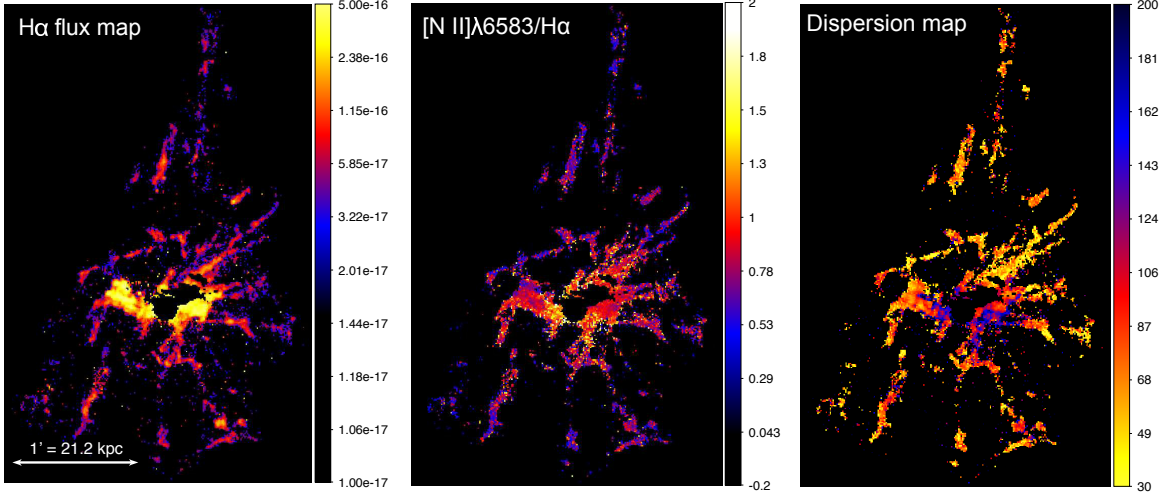


Figure 5.2. Flux map of $H\alpha$ emission in the nebula (left, units are in $\text{erg/s/cm}^2/\text{pixel}$), $[\text{N II}]\lambda 6583/H\alpha$ line ratio map (middle) and dispersion map (right, scale unit is in km/s).

spectrum extracted from each binned remaining pixel was fitted using a Gaussian function convolved with the instrumental line shape - a sinc function (Martin et al., 2016). The fitting software uses a least-squares Levenberg-Marquardt minimization algorithm (Levenberg, 1944; Marquardt, 1963) to fit the data. We restricted the range of wavelengths to the band where $[\text{N II}]\lambda 6548$, $H\alpha$ and $[\text{N II}]\lambda 6584$ lines are found with the systemic velocity shift of NGC 1275. Sky subtraction was done using the mean flux from a circular region with a radius of $20''$ centered at RA $03\text{h}19\text{m}58.57\text{s}$ and DEC $+41^\circ 30' 08.9''$, about $2'$ south-east of NGC 1275 nucleus. The lines were fitted simultaneously, the velocity and broadening of the three lines grouped to reduce the number of parameters to fit. Only pixels with fitted $H\alpha$ flux higher than $30 \times 10^{-18} \text{erg/s/cm}^2/\text{pixel}$ were selected. Typical resulting uncertainties on the velocities vary from ~ 5 to $\sim 20 \text{ km/s}$. To directly compare our results with Hitomi Collaboration (2018), bulk velocities are calculated with respect to their redshift measurement: $v_{\text{bulk}} \equiv (z - 0.017284) * c_0 - 21.9 \text{ km s}^{-1}$, where c_0 is the speed of light and -21.9 km s^{-1} is the heliocentric correction based on the average value over the observation period from Astropy `SKYCOORD.RADIAL_VELOCITY_CORRECTION()`.

5.3. RESULTS AND DISCUSSION

5.3.1. Ionization mechanism

Figure 5.2 (left) shows the $H\alpha$ flux map. While the surface brightness of $H\alpha$ is mostly constant in the extended filaments, it is higher in the inner $\sim 30'' = 11 \text{ kpc}$.

Optical line ratios can be good indicators of the dominant excitation mechanism operating on the line-emitting gas (photoionization by stars, by a power-law continuum source or shock-wave heating, Baldwin et al. 1981). The ratio $[\text{N II}]\lambda 6583/H\alpha$ provides, for example,

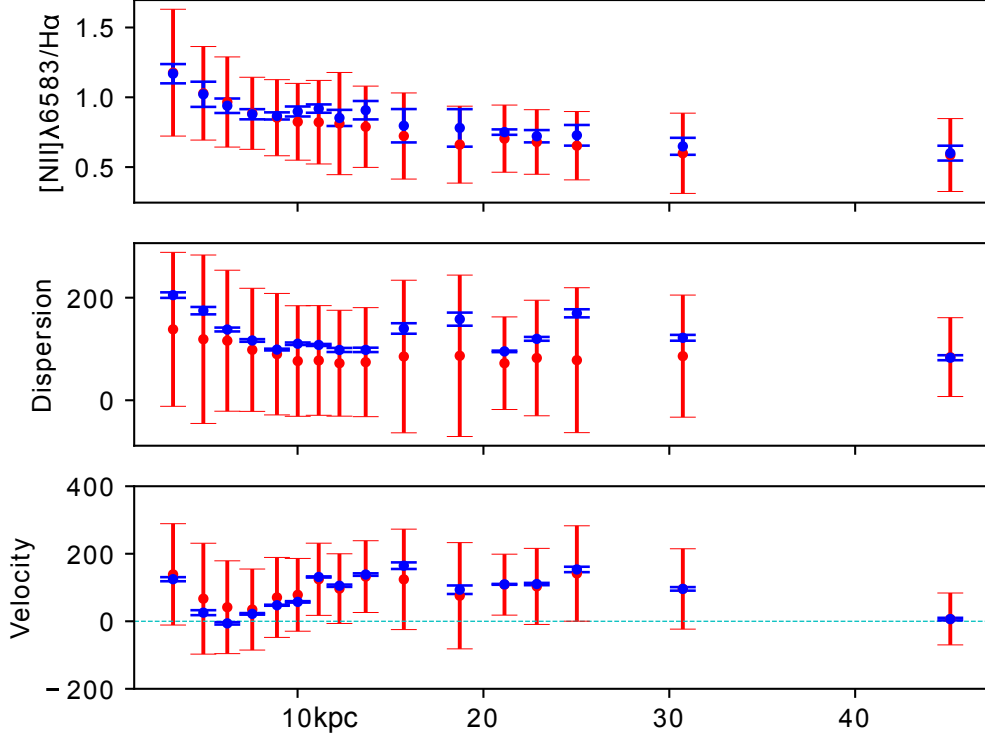


Figure 5.3. The mean (in red, with error bars indicating the standard deviation) and ensemble fit result (in blue) $[\text{N II}]\lambda 6583/\text{H}\alpha$ line ratio, dispersion and velocity profiles taken in annuli containing 400 pixels centred on the AGN. Dispersions and velocities are given in km/s and the distance from the AGN is in kpc.

a measure of the ionization state of a gas. When the source of ionization is stellar formation, this line ratio is a linear function of metallicity saturating at a value of ~ 0.5 for high metallicity (e.g. Kewley et al. 2006). The SITELLE $[\text{N II}]\lambda 6583/\text{H}\alpha$ line ratio map of NGC 1275 is presented in figure 5.2 (middle) and the mean and ensemble ratio profiles taken in annuli containing 400 pixels is shown on figure 5.3. The line ratio varies through the map, being $\sim 0.5 - 1$ in the extended filaments, and above 1 in the central part of the nebula. However, streaks of star forming clusters associated with some filaments of NGC 1275 have been found (Canning et al., 2014). Similar line ratio gradients have also been previously observed in the filaments of NGC 1275 (Hatch et al., 2006) and in several BCG with optical line emission (e.g. Hamer et al. 2016). The central region with higher line ratios could be related to energetic sources of ionization such as AGN and shocks, while filaments must be ionized by a source with lower power. To effectively distinguished the source of ionization though, other line ratios are required, falling outside of the filter used during these observations. The complete detailed BPT diagnostic of NGC 1275 nebula will be conducted using awarded SITELLE observations at 365-385 nm and 480-520 nm (PI: Gendron-Marsolais) and presented in future work (Gendron-Marsolais et al. in prep.).

Table 5. I. Comparison between *Hitomi* and *Sitelle* best-fitted bulk velocities and dispersions in regions shown on figure 5.4

Region	Hitomi		SITEELLE	
	v_{bulk} (km/s)	σ_v (km/s)	v_{bulk} (km/s)	σ_v (km/s)
Reg 0	75^{+26}_{-28}	189^{+19}_{-18}	48 ± 3	145 ± 3
Reg 1	46^{+19}_{-19}	103^{+19}_{-20}	-8 ± 9	155 ± 9
Reg 2	47^{+14}_{-14}	98^{+17}_{-17}	182 ± 2	116 ± 3
Reg 3	-39^{+15}_{-16}	106^{+20}_{-20}	122 ± 2	94 ± 2
Reg 4	-77^{+29}_{-28}	218^{+21}_{-21}	182 ± 3	88 ± 3

5.3.2. Velocity dispersion measure across the nebula

According to the top-down multiphase condensation model, warm filaments and cold molecular clouds condensed out of the hot ICM through "chaotic cold accretion" (e.g. Gaspari et al. 2017). This link between ICM and filaments imply that both must have the same ensemble velocity dispersion. On the other hand, if these filaments are dragged out from the rise of AGN radio bubbles, they would be stabilized into the hot gas by magnetic fields, and therefore also sharing the same velocity field (Fabian et al., 2008). The *Hitomi Soft X-ray Spectrometer* has shown that the velocity dispersions are on the order of 164 ± 10 km/s in the 30 – 60 kpc region around the nucleus of the Perseus cluster (Hitomi Collaboration, 2016), while SITEELLE has provided an ensemble velocity dispersion of 137 ± 20 km/s (Gaspari et al., 2018). In contrast, the dispersion map obtained from the fitting of each binned pixel shown in figure 5.2 shows instead smaller velocity dispersion in the filaments ($\lesssim 115$ km/s), but increasing linewidth closer to the center (up to ~ 130 km/s). SITEELLE's level of resolution therefore probes smaller structures like individual filaments, rather than the ensemble multiphase gas. The mean and ensemble dispersion profiles in figure 5.3 show a general decrease up to ~ 10 kpc from the nucleus. We note, however, that the inner region contains many overlapping filaments, increasing the measured velocity dispersion. A bump is visible in the profile between $\sim 15 - 20$ kpc, corresponding to the region between the inner and ghost cavities and containing a known shock in the ICM to the north-east (Fabian et al., 2006), which could be responsible for the higher mean dispersion.

Further comparisons can be explored between *Hitomi* and *Sitelle* velocity dispersions in the same regions as the ones used in Hitomi Collaboration (2018) (see figure 5.4). SITEELLE pixels contained in each regions with $H\alpha$ and $[N II]$ lines (including the AGN but excluding the HV system) were fitted as ensembles (see table 5. I). The resulting velocities dispersions are as low (~ 120 km/s) and uniform as the *Hitomi* measurements for the hot gas.

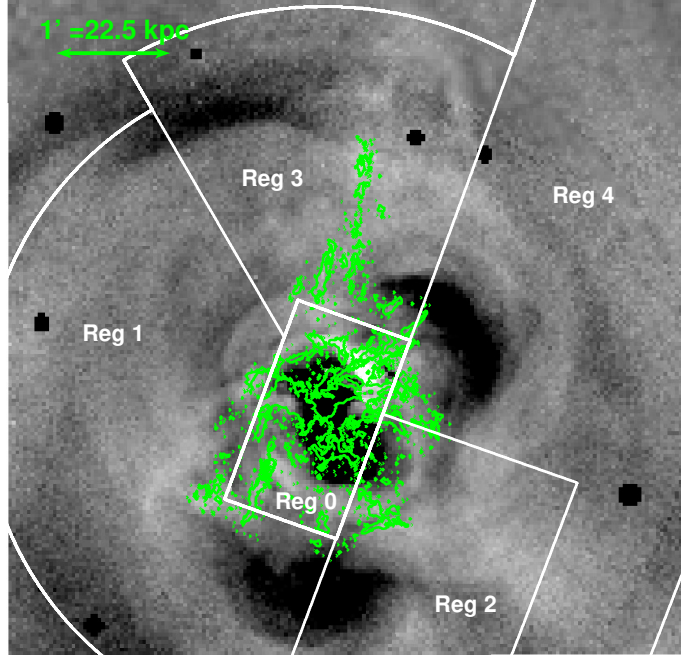


Figure 5.4. *Chandra* composite fractional residual image from Fabian et al. (2011) in the 0.5-7 keV band (1.4 Ms exposure). The point spread function (PSF) corrected *Hitomi* regions from Hitomi Collaboration (2018) are shown in white. Contours from the H α flux map (starting at 3×10^{-17} erg/s/cm²/pixel) are shown in green.

5.3.3. Kinematics of the filaments

The velocity map of the nebula (see figure 5.5) reveals a previously unknown rich velocity structure across the entire nebula. The presence of a larger scale velocity gradient is hard to extract from such a detailed map. We note that the median heliocentric velocity of the map is 5229 km/s, giving a high fraction of redshifted pixels ($\sim 80\%$) relative to our chosen rest frame. We will discuss this difference in future work (Gendron-Marsolais et al. in prep.). Overall, the mean and ensemble velocity profiles from figure 5.3 do not show any clear radial gradient in velocity. On average, the filaments do not seem to be falling smoothly and uniformly onto the galaxy nor do they seem to be pulled out of it. No potential rotation, as suggested in Conselice et al. (2001), is visible. The lack of ordered motion and the low measured velocities might indicate that these features are short lived, with lifetimes on order of the dynamical timescale, consistent with the molecular gas (e.g. Lim et al. 2008, Russell et al. 2016 in the case of the central galaxy of the cluster PKS 0745-191).

With the spectral and spatial resolution provided by SITELE, the kinematics of the filaments can be studied individually. Velocities from each pixel across the northern filament are plot against their distance from the AGN in figure 5.6 and show a scattered profile. The mean velocity profile taken in ten bins of equal width shows a more general trend, varying from positive to negative velocity with as the radial distance to the nuclei increase. This is

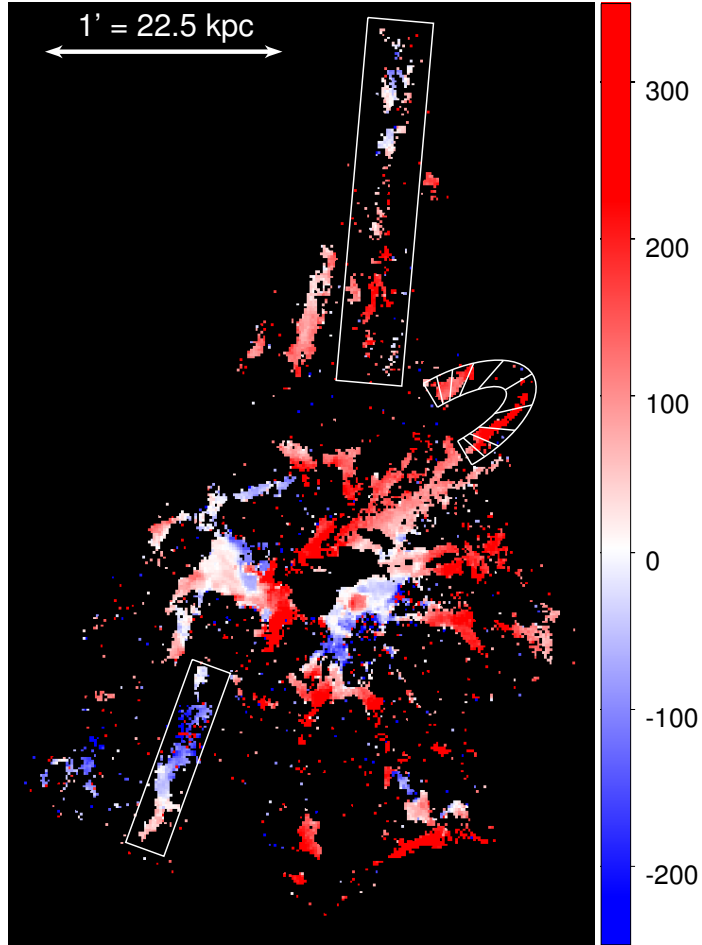


Figure 5.5. The velocity map of the nebula (in km/s). Profiles extracted from the three white regions are shown in figure 5.6.

consistent with Gemini Multi-Object Spectrograph observations along this filament (Hatch et al., 2006). The northern filament is therefore either stretching or collapsing depending on its de-projected orientation. The southeast filament also shows complex dynamics with a mostly negative velocity, varying from ~ -100 km/s to -300 km/s and increasing again up to ~ 0 km/s as the distance from the center increase (see figure 5.6). The mean velocity profile across the horseshoe-shaped filament extracted from then bins is shown on figure 5.6. It has an overall positive velocity increasing almost symmetrically on either side of the loop, reaching velocities of ~ 200 km/s. This is similar to the results in Hatch et al. (2006) and consistent with simulations of flow patterns below a rising bubble where the gas flows down on either sides of the bubble, the highest velocities located just behind the bubble. table 5. I shows the comparisons between *Hitomi* and Sitelle best-fitted bulk velocities. Contrary to the velocity dispersions, we see no correlations between the bulk velocities of the warm and ionized gas, except for Reg 0.

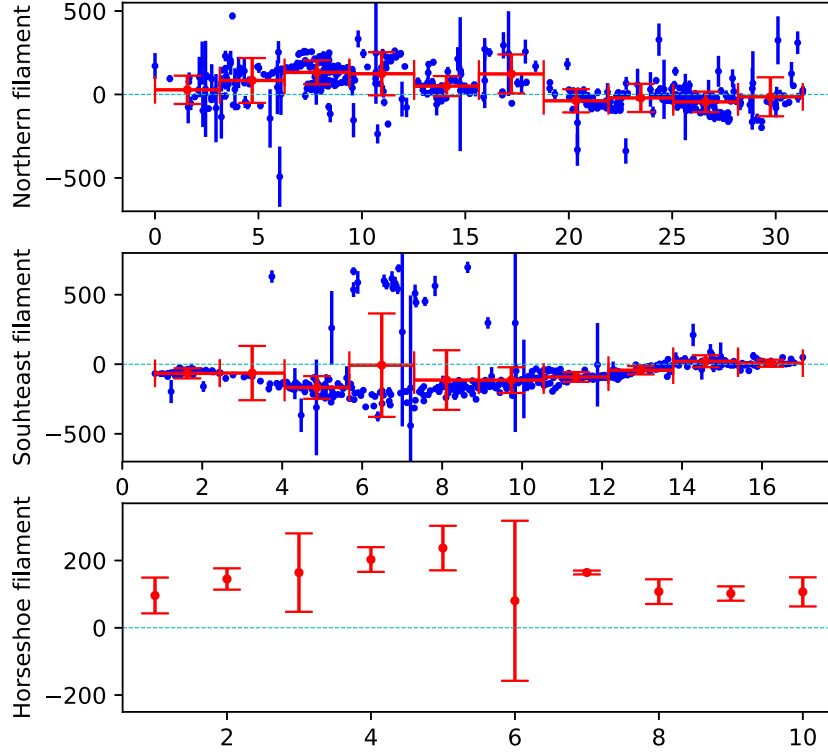


Figure 5.6. Velocity profiles extracted from the three white regions on figure 5.5 (in km/s). In the velocity profiles across the northern and the southeast filaments, velocities from each pixel are in blue while the mean taken in ten bins of equal width are shown in red. These are plot against their distance from the base of the filaments (in kpc). A velocity profile across the horseshoe filament is also shown, the mean of the fitted velocities taken from ten bins.

5.4. CONCLUSION

We have used SITELLE observations to probe the detailed dynamics of the filamentary nebula surrounding NGC 1275.

1. We observe a smooth radial gradient of the $[\text{N II}]\lambda 6583/\text{H}\alpha$ line ratio, suggesting a change in the ionization mechanism and source across the nebula: higher line ratios are found in the central region and must therefore be related to energetic sources of ionization (AGN and shocks), while filaments must be ionized by a source with lower power.
2. The velocity dispersions are as low and uniform as the *Hitomi* measurements of the ICM, while we see no bulk velocities correlations.
3. The velocity map of NGC 1275 revealed by SITELLE shows a previously unknown rich velocity structure across the entire nebula with no clear general trend or potential rotation, indicating that filaments are not falling uniformly onto the galaxy, nor being pulled out from it.

These results demonstrate how SITELE, with its large field of view, high angular and spectral resolution, is well suited for the study of emission-line nebulae among clusters' BCGs.

ACKNOWLEDGMENTS

MLGM is supported by the NSERC Postgraduate Scholarships-Doctoral Program. JHL and LD are supported by NSERC through the discovery grant and Canada Research Chair programs, as well as FRQNT. ACF acknowledges ERC Adanced Grant 340442. ACE acknowledges support from STFC grant ST/P00541/1. Based on observations obtained at the Canada-France-Hawaii Telescope (CFHT) which is operated from the summit of Maunakea by the National Research Council of Canada, the Institut National des Sciences de l'Univers of the Centre National de la Recherche Scientifique of France, and the University of Hawaii. The observations at the Canada-France-Hawaii Telescope were performed with care and respect from the summit of Maunakea which is a significant cultural and historic site.

REFERENCES

- Baldwin J. A., Phillips M. M., Terlevich R., 1981, *PASP*, 93, 5
- Canning R. E. A., et al., 2014, *MNRAS*, 444, 336
- Conselice C. J., Gallagher III J. S., Wyse R. F. G., 2001, *ApJ*, 122, 2281
- Crawford C. S., Allen S. W., Ebeling H., Edge A. C., Fabian A. C., 1999, *MNRAS*, 306, 857
- Fabian A. C., 2012, *ARA&A*, 50, 455
- Fabian A. C., Sanders J. S., Crawford C. S., Conselice C. J., Gallagher J. S., Wyse R. F. G., 2003, *MNRAS*, 344, L48
- Fabian A. C., Sanders J. S., Taylor G. B., Allen S. W., Crawford C. S., Johnstone R. M., Iwasawa K., 2006, *MNRAS*, 366, 417
- Fabian A. C., Johnstone R. M., Sanders J. S., Conselice C. J., Crawford C. S., Iii J. S. G., Zweibel E., 2008, *Nature*, 454, 968
- Fabian A. C., et al., 2011, *MNRAS*, 418, 2154
- Forman W., Kellogg E., Gursky H., Tananbaum H., Giacconi R., 1972, *ApJ*, 178, 309
- Gaspari M., Temi P., Brighenti F., 2017, *MNRAS*, 466, 677
- Gaspari M., et al., 2018, *ApJ*, 854, 167
- Gendron-Marsolais M., et al., 2017, *MNRAS*, 469, 3872
- Hamer S. L., et al., 2016, *MNRAS*, 460, 1758
- Hatch N. A., Crawford C. S., Fabian A. C., Johnstone R. M., 2006, *MNRAS*, 367, 433
- Hitomi Collaboration ., 2016, *Nature*, 535, 117

Hitomi Collaboration 2018, Publications of the Astronomical Society of Japan, 70, 9
Ho I.-T., Lim J., Dinh-V-Trung 2009, ApJ, 698, 1191
Kent S. M., Sargent W. L. W., 1979, ApJ, 230, 667
Kewley L. J., Groves B., Kauffmann G., Heckman T., 2006, MNRAS, 372, 961
Levenberg K., 1944, Quart. Appl. Math., 2, 164
Lim J., Ao Y., Dinh-V-Trung 2008, ApJ, 672, 252
Lim J., Ohyama Y., Chi-Hung Y., Dinh-V-Trung Shiang-Yu W., 2012, ApJ, 744, 112
Lynds R., 1970, ApJL, 159
Marquardt D. W., 1963, SIAM J Appl Math, 11, 431
Martin T., Drissen L., Joncas G., 2015. ADASS XXIV, p. 327
Martin T. B., Prunet S., Drissen L., 2016, MNRAS, 463, 4223
Martin T. B., Drissen L., Melchior A.-L., 2018, MNRAS, 473, 4130
McDonald M., Veilleux S., Rupke D. S. N., Mushotzky R., 2010, ApJ, 721, 1262
McDonald M., Veilleux S., Rupke D. S. N., 2012, ApJ, 746, 153
Minkowski R., 1957. Proceedings 4th IAU Symposium, p. 107
Russell H. R., et al., 2016, MNRAS, 458, 3134
Salomé P., et al., 2006, A&A, 454, 437
Salomé P., Combes F., Revaz Y., Downes D., Edge A. C., Fabian A. C., 2011, A&A, 531, A85

Chapitre 6

HIGH-RESOLUTION JVLA OBSERVATIONS OF THE PERSEUS CLUSTER

M. Gendron-Marsolais¹, J. Hlavacek-Larrondo¹ et al.

¹*Département de Physique, Université de Montréal, Montréal (Québec), QC H3C 3J7,
Canada*

Article en préparation.

Résumé

Nous présentons une carte radio haute résolution de l'amas de Persée obtenue à partir de 5h d'observations du Karl G. Jansky Very Large Array (JVLA) à 230-470 MHz en configuration A. La combinaison de gamme dynamique et de résolution élevées a permis l'identification de nouvelles structures. Des structures faibles s'étendent vers les deux cavités rayons X externes, la structure au nord-ouest montrant une paire de filaments. Les cavités externes étant visibles à plus basses fréquences radio, nous détectons donc une partie courbe dans le spectre à environ 350 MHz. La majorité de l'émission étendue du mini-halo occupant le centre de l'amas de Persée disparaît dans ces observations à haute résolution et seules les parties les plus brillantes vers l'ouest sont visibles. Au-delà de l'émission centrale entourant la galaxie dominante NGC 1275, nous décrivons et analysons également la morphologie de plusieurs sources radio complexes situées dans l'amas de Persée. Deux jets, étroits mais distincts, sont visibles dans IC 310, ce qui est compatible avec l'interprétation originale de

cette source comme une galaxie radio tombant dans l'amas et dont les jets sont recourbés. Nous rapportons également la présence de structures filamenteuses à travers toute la queue d'émission de la galaxie NGC 1265, dans la partie brillante et la partie plus faible se courbant vers l'est sur près de 360 degrés. Finalement, nous détectons la source CR 15 et la présence de jets doubles courbés dans NGC 1272.

Mots-clés : Galaxies : NGC 1275, NGC 1265, NGC 1272, IC 310, CR 15 - Galaxies : amas : individuel : amas de Persée

Abstract

We present a high-resolution radio map of the Perseus cluster obtained from 5h of observations with the Karl G. Jansky Very Large Array (JVLA) at 230-470 MHz in the A-configuration. The combination of high dynamic range and resolution achieved has allowed the identification of new structures. Faint spurs of emission extend toward both of the outer X-ray cavities, the northwestern one showing a double filamentary structure. As the outer cavities are visible at lower frequencies, we are therefore catching the spectral turnover at around 350 MHz. Most of the extended mini-halo emission filling the core of the Perseus cluster disappears in these high-resolution observations and only some of the brightest western parts remain. Beyond the central emission surrounding the brightest cluster galaxy NGC 1275, we also describe and analyze the morphology of several complex radio sources harbored in the Perseus cluster. Two narrow collimated distinct jets are visible in IC 310, consistent with the original interpretation of a narrow-angle tail radio galaxy infalling into the cluster. We also report the presence of filamentary structures across the entire tail of NGC 1265, both in the brightest part and in the faintest extension of the tail bending toward the east on almost 360 degrees. Finally, we detect the small head-tail source CR 15 as well as the presence of bent double jets in NGC 1272.

Keywords: Galaxies: NGC 1275, NGC 1265, NGC 1272, IC 310, CR 15 - Galaxies: clusters: individual: Perseus cluster

6.1. INTRODUCTION

Cluster environments host numerous unique phenomena as they form the largest gravitationally bound structures in our universe. The X-ray emitting intracluster medium (ICM) can be perturbed both internally by the outburst of the active galactic nuclei (AGN) of the dominant galaxy and externally from interactions with other galaxies. The Perseus cluster is a classic example of such an environment. Being the brightest cluster in the X-ray sky, it is a well-studied object and has been observed across all the electromagnetic spectrum.

In the Perseus cluster, we observe several types of disturbances in the ICM that have been probed in detail by extensive X-ray observations. At least two pairs of X-ray cavities

have been identified: the first pair, located at $5 < r < 20$ kpc from the AGN, is filled with radio emission (Böhringer et al., 1993) and the second, located further out at $25 < r < 45$ kpc from the AGN, is devoid of radio emission above ~ 1 GHz (Branduardi-Raymont et al., 1981; Fabian et al., 1981; Churazov et al., 2000). Inflated by generations of outbursts from the central AGN, these constitute the imprint of radio mode feedback, which appears to be injecting energy into the ICM and compensating its radiative losses. Beyond the cavities are ripple-like quasi-spherical structures interpreted as sound waves which may be responsible for part of the transport and dispersion of this energy throughout the cooling region (Fabian et al., 2003). Shocks surrounding inner cavities have also been identified in Fabian et al. (2006). A large semicircular cold front is seen ~ 100 kpc west of the nucleus (Fabian et al., 2011), and another one is also detected much further out, ~ 730 kpc east of the nucleus (Simionescu et al., 2012; Walker et al., 2018). These structures are interpreted as the result of perturbations of the cluster’s gravitational potential well from a minor merger. Similar to cold fronts but with the opposite curvature, a large region of weak X-ray emission located ~ 100 kpc south of the nucleus has been identified as a *bay* (Fabian et al., 2011), which could be the imprint of a giant Kelvin-Helmholtz instability (Walker et al., 2017).

In addition to the radio emission directly originating from the central AGN and its jets, a faint diffuse radio component is also present at lower frequencies ($\lesssim 1$ GHz, Soboleva et al. 1983; Pedlar et al. 1990; Burns et al. 1992; Sijbring 1993). Classified as a *mini-halo* (e.g. Feretti et al. 2012; Giacintucci et al. 2017), it fills the central ~ 100 kpc of the cluster core. Recent deep Karl G. Jansky Very Large Array (JVLA) observations of the Perseus cluster at 230-470 MHz have revealed a wealth of inner structures in the mini-halo (Gendron-Marsolais et al., 2017). Mostly confined behind the western cold front, the mini-halo shows several radial filaments, a concave radio structure associated with the southern X-ray bay, and sharp radio edges that correlate with X-ray edges.

The Perseus cluster is also the host of several complex head tail radio sources, including NGC 1265, NGC 1272, CR 15 and potentially IC 310 (e.g. Sijbring & de Bruyn 1998). Due to their motion through the cluster, these galaxies have radio jets that bend because of the ram pressure stripping from the ICM (e.g. Jones & Owen 1979; Begelman et al. 1979).

These extensive studies of the Perseus cluster across the electromagnetic spectrum have fundamentally changed our understanding of cluster’s environment as its proximity allows detailed analysis of these observations. In this article, we present new, deep JVLA high-resolution observations of the Perseus cluster at 230-470 MHz. These A-configuration observations reach an angular resolution more than 4 times higher than that of the B-configuration observations at the same frequencies presented in Gendron-Marsolais et al. (2017). In section 6.2, we present the observations and the data reduction of this JVLA dataset. The results are then presented in section 6.3, discussing the different structures found in the radio observations. Results are summarized in section 6.4.

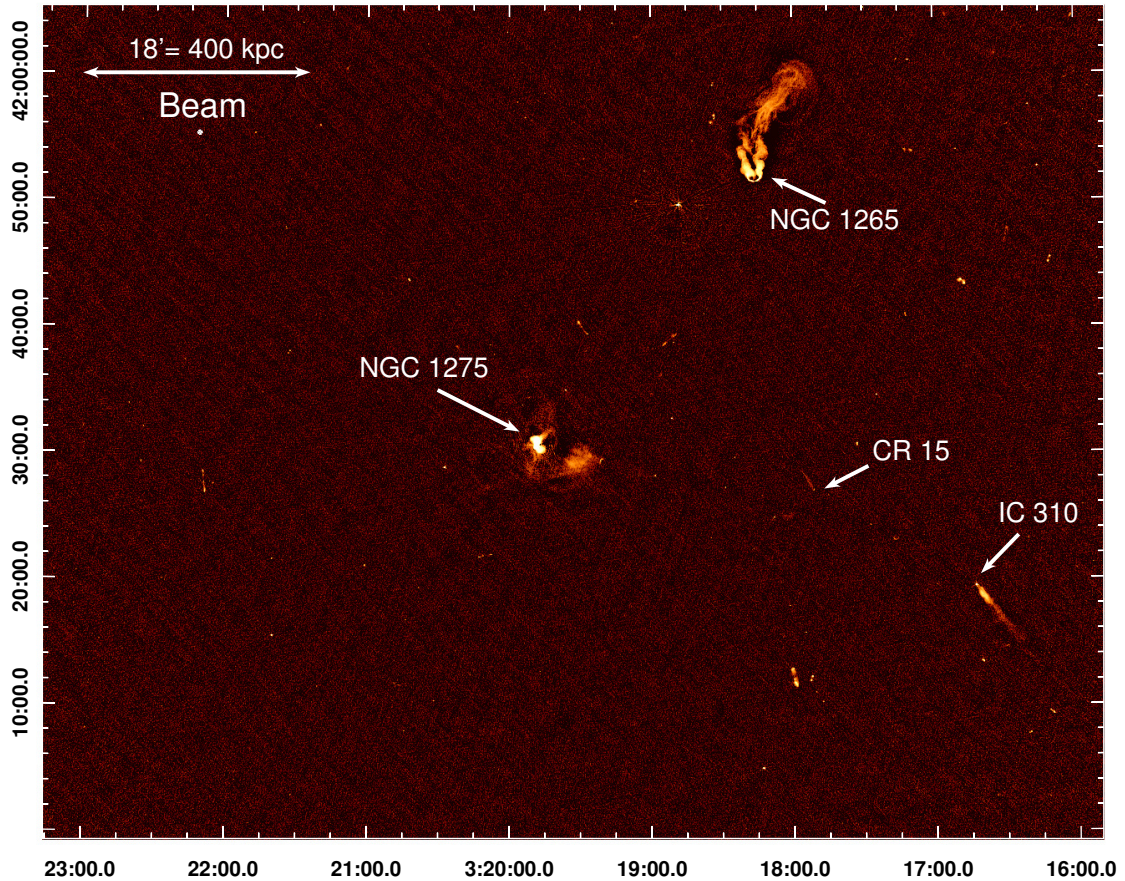


Figure 6.1. The central $1.4^\circ \times 1.1^\circ$ of the total field of view of the JVLA 230-470 MHz radio map obtained in A-configuration. NGC 1275 is the bright source in the middle of the image. Two wide-angle tail radio galaxies, NGC 1265 (NNW of NGC 1275) and CR 15 (between NGC 1275 and IC 310) as well as IC 310 (WSW of NGC 1275) are clearly visible. The resulting image has a rms noise of 0.27 mJy/beam, a beam size of $3.7'' \times 3.6''$ and a peak of 7.34 Jy/beam.

We assume a redshift of $z = 0.0183$ for NGC 1275, the brightest cluster galaxy (BCG, Forman et al. 1972), corresponding to a luminosity distance of 78.4 Mpc, assuming $H_0 = 69.6 \text{ km s}^{-1}\text{Mpc}^{-1}$, $\Omega_M = 0.286$ and $\Omega_{\text{vac}} = 0.714$. This corresponds to an angular scale of $22.5 \text{ kpc arcmin}^{-1}$.

6.2. OBSERVATIONS AND DATA REDUCTION

6.2.1. JVLA observations

We obtained a total of 13 hours in P-band (230-470 MHz) with the JVLA (project 13B – 026, PI Hlavacek-L.): 5 h in A configuration (May 16, 2014); 5 h in B-configuration

(November 24, 2013) and 3 h in D configuration (July 6, 2014). The B-configuration observations were presented in Gendron-Marsolais et al. 2017, focussing on the mini-halo emission. We now present results on the high-resolution observations of this dataset in A configuration. Another publication will focus on presenting the full A-B-C-D dataset (Gendron-M. in prep., see annex A for initial results).

The A-configuration observations were taken with 27 operational antennas. The operator log reported problems with the P-band receiver of antenna 14 during the observation period. It was removed from the dataset at the beginning of the data reduction process. The P-band receiver has 16 spectral windows, each comprising 128 channels with a width of 125 kHz, covering 230 to 470 MHz. The dataset consists of a total of 58 scans, starting with 10 mins on 3C48 (for flux, phase and bandpass calibration), 10 mins on 3C147 in the middle of the observation period and a final 10 mins on 3C147 at the end (both for phase and bandpass calibration). The rest of the observations consist of scans of about 5 mins each on NGC 1275.

The data reduction was performed with the package Common Astronomy Software Applications (CASA, version 4.7, McMullin et al. 2007). We have developed a pipeline to account for the strong presence of radio frequency interference (RFI) at these low-frequencies and the extremely bright central AGN in Perseus. The steps of the data reduction process have been detailed in Gendron-Marsolais et al. (2017). Here we have applied the same pipeline to the A configuration observations. In summary, the data calibration was performed separately on each spectral window. The task `FIXLOWBAND` was applied to correct the labelling of the P-band system polarizations. The most apparent RFI was removed using the mode `TFCROP` with the task `FLAGDATA` and the flagger framework `AOFLAGGER` (Offringa et al., 2012). Both 3C48 and 3C147 were used as bandpass calibrators to increase the signal-to-noise ratio for the bandpass solutions. Outlier solutions in the resulting calibration tables were visually identified and removed.

Similar to the B configuration observations, we adopted a self-calibration method (amplitude and phase) for the imaging process. A first image was produced with the task `CLEAN`. Gain corrections for amplitudes and phases were derived with `GAINCAL`, visually inspected and applied with `APPLYCAL`. This procedure was applied three times. `BANDPASS` and `BLCAL` (baseline-based time-dependent gain calibration) calibrations were then conducted to produce the final image. We used the multi-scale and multi-frequency synthesis-imaging algorithm in the task `CLEAN` (MS-MFS, Rau & Cornwell 2011) with 2 Taylor’s coefficients to model the spectral structure of the radio emission across the broad-band receivers of the JVLA P-band. Moreover, for the wide field images produced at these frequencies, if the sky is treated as a two-dimensional plane it will introduce increasingly severe distortions around sources at increasing distance from the center. We therefore used the W-projection algorithm `WIDEFIELD` with 480 w-planes to correct these effects (Cornwell et al., 2008). The

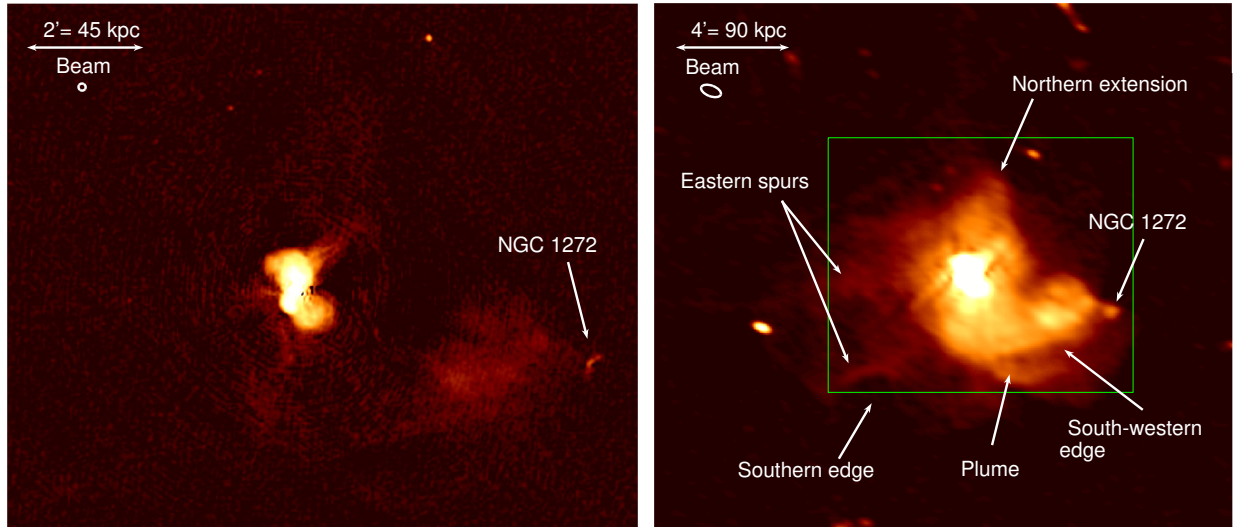


Figure 6.2. Right: zoom in on the emission surrounding NGC 1275 from the A configuration 270-430 MHz radio map seen in figure 6.1. The narrow-angle tail radio galaxy NGC 1272 is identified. Most of the extended emission from the mini-halo disappears at this resolution. This image has a rms noise of 0.27 mJy/beam, a beam size of $3.7'' \times 3.6''$ and a peak of 7.34 Jy/beam. Left: The mini-halo emission surrounding NGC 1275 from the B configuration 270-430 MHz radio map from Gendron-Marsolais et al. (2017). The green square shows the size of the A configuration image on the left. The main structures of the mini-halo are identified: the northern extension, the two eastern spurs, the concave edge to the south, the south-western edge and a plume of emission to the south-south-west. The small knob at the end of the western tail is NGC 1272. This image has a rms noise of 0.35 mJy/beam, a beam size of $22.1'' \times 11.3''$ and a peak of 10.63 Jy/beam.

size of the image was set to $12288 \text{ pixels} \times 12288 \text{ pixels} \sim 3.41^\circ \times 3.41^\circ$ (the full width at half power of the field of view in the middle of P-band is 2.4°). At 230-470 MHz, the synthesized beamwidth of A-configuration is $5.6''$, so we choose a cell size of $1'' \times 1''$. We used a multi-scale cleaning algorithm (Cornwell, 2008) to probe the different scales of the structures we were imaging: the point sources ($0''$), the inner cavities ($15''$), and the diffuse emission from the mini-halo and NGC 1265 ($30''$, $60''$ and $150''$). The tool PYBDSM (Python Blob Detection and Source Measurement software, Mohan & Rafferty 2015) was used to build a cleaning mask. Wideband primary beam corrections were calculated with the CASA task WIDEBANDPBCOR. The final image resulting from this data reduction process is presented in figures 6.1 and 6.2.

6.2.2. X-ray observations

In order to compare our radio observations with the X-ray structures of the intracluster medium, we use the final composite fractional residual image from Fabian et al. (2011), consisting of a total of 1.4 Ms *Chandra* observations (900 ks of ACIS-S observations combined with 500 ks of ACIS-I observations). The followed steps of data reduction (flares removal,

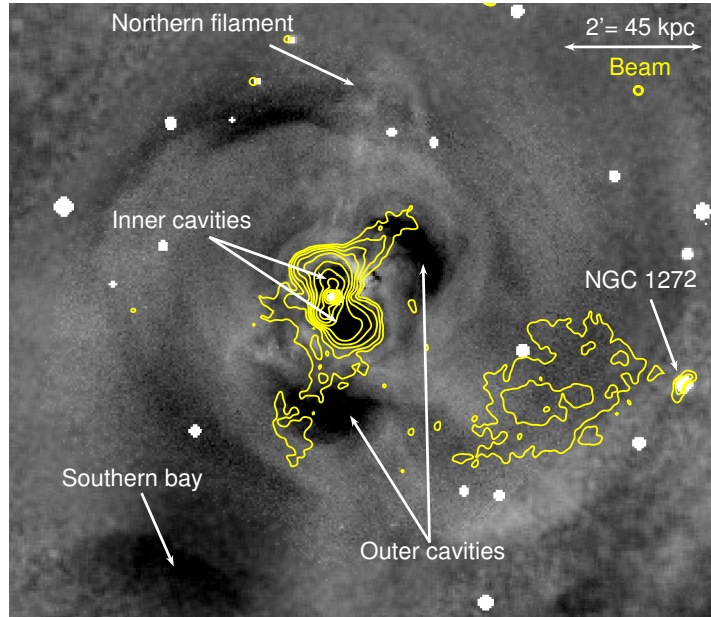


Figure 6.3. *Chandra* final composite fractional residual image from Fabian et al. (2011) in the 0.5-7 keV band (1.4 Ms exposure) with the A configuration JVLA 270-430 MHz logarithmic contours from $3\sigma = 0.81$ mJy/beam to 1 Jy/beam overlaid (10 contours levels are shown, the beam size is shown on the top-right corner). Several X-ray structures are identified: the inner and outer cavities, the northern filaments as well as the southern bay. The narrow-angle tail radio galaxy NGC 1272 is also identified.

reprocessing, merging, background and exposure map correcting) are detailed in Fabian et al. (2006, 2011). Elliptical contours were fitted to the adaptively smoothed image (with a top-hat kernel of 225 counts bins) to logarithmic equally-spaced levels of surface brightness. A model was then constructed, interpolating between these contours. The fractional difference between the adaptively smoothed image and this model is shown in figure 6.3.

6.3. RESULTS AND DISCUSSION

Figure 6.1 shows the central part of the A-configuration final map obtained from the data reduction and image processing described in section 6.2. We reach a dynamic range of 27000, with an rms of 0.27 mJy/beam and a peak at 7.34 Jy/beam that coincides with the AGN in NGC 1275. The beam size is $3.7'' \times 3.6''$ and is shown on the upper-left corner of the figure 6.2 - right. This is similar to the dynamic range reached for the JVLA B configuration observations at the same frequencies, that is 30000 (rms of 0.35 mJy/beam and a peak at 10.63 Jy/beam). It is also almost four times better than the previous A configuration VLA observations of Perseus, which reached a dynamic range of 7300 (rms of 1.2 mJy/beam and a peak at 8.79 Jy/beam, Blundell et al. 2002). Finally, observations from the WRST at 327

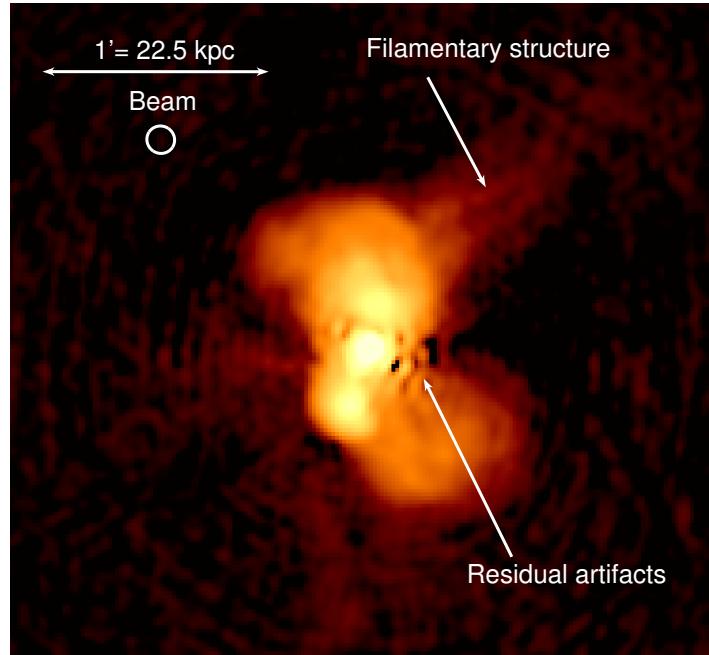


Figure 6.4. Zoom in on the central emission surrounding NGC 1275 from the A configuration 270-430 MHz radio map seen in figure 6.1. A double filamentary structure is seen toward the northwest. The beam size is shown on the top-left corner. A few residual artifacts are visible next to the core, to the right.

MHz reached a dynamic range of 16500 (rms of 1.4 mJy/beam, Sijbring 1993) and also have a much larger beam ($51'' \times 77''$).

The radio emission filling the core of the Perseus cluster can be divided in two components: the radio lobes corresponding to the cavity system seen in X-ray observations and part of the diffuse mini-halo emission. Both will be described in the section 6.3.1. Beyond the central emission from NGC 1275, the large field of view also includes several complex radio sources, including IC 310, NGC 1265, CR 15 and NGC 1272. Their morphologies will be described and analyzed in the section 6.3.2.

6.3.1. NGC 1275

6.3.1.1. *High-resolution observations of the radio lobes*

Radio emission at 230-470 MHz from our A configuration map completely fills the inner X-ray cavities as shown in figure 6.3. Furthermore, fainter spurs extend toward both of the outer cavities. The northwestern spur shows a double filamentary structure (see figure 6.4). Hints of sub-structure also appears in the inner lobes but higher resolution observations are required to resolve it. A few residual artifacts are visible next to the core, to the right. We note that the outer cavities are clearly visible at 74 MHz (Blundell et al., 2002) and therefore that we are catching the spectral turnover at around 350 MHz.

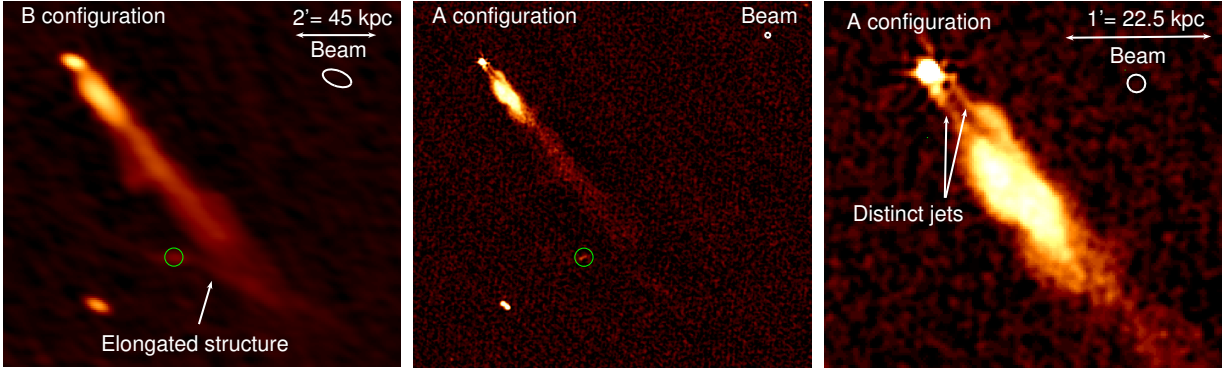


Figure 6.5. The radio galaxy IC 310 at 230-470 MHz with two different configurations from our JVLA observations. The left and middle figures are of the same size. The green circle shows the position of the source found in the A configuration image potentially responsible for the elongated structure found in the B configuration image. Left - B configuration observations. Distortions in the tail are visible as well as a strange elongated source merging with the tail. Middle - A configuration observations. Right - Zoom in on the base of the jets where two distinguishable collimated narrow jets are visible.

6.3.1.2. High-resolution observations of the mini-halo

The Perseus cluster is known to host a mini-halo (Soboleva et al., 1983; Pedlar et al., 1990; Burns et al., 1992; Sijbring, 1993), a faint and diffuse radio structure with a steep spectrum, filling the cooling cores of some relaxed clusters. About thirty mini-halos are known and most have irregular morphologies extending on ~ 100 kpc (e.g. Giacintucci et al. 2014, 2017, Richard-Laferrrière et al., in prep.). However, JVLA P-band B-configuration observations of Perseus have revealed a rich variety of complex structures in its mini-halo (see figure 6.2, Gendron-Marsolais et al. 2017). Almost all of this extended emission disappears in the higher resolution observations from the A configuration. Only some of the brightest western parts of the mini-halo remain. From our A configuration image, we can not determine if this diffuse emission is related to the narrow-angle tail radio galaxy NGC 1272 (see section 6.3.2.4). A higher resolution image is needed to attest if this emission is indeed associated with NGC 1272 rather than with NGC 1275. If part of the mini-halo is indeed linked to the tail of NGC 1272 and assuming that mini-halos originate from the reacceleration of pre-existing electrons by turbulence (Gitti et al., 2002, 2004), it would suggest that the mini-halo emission is generated by the fossil population of particles released by both NGC 1275 and NGC 1272, rather than only by NGC 1275. This would be very similar to what is observed in the merging cluster Abell 3411-3412, where a clear connection is seen between a narrow-angle tail radio galaxy and a radio relic (van Weeren et al., 2017).

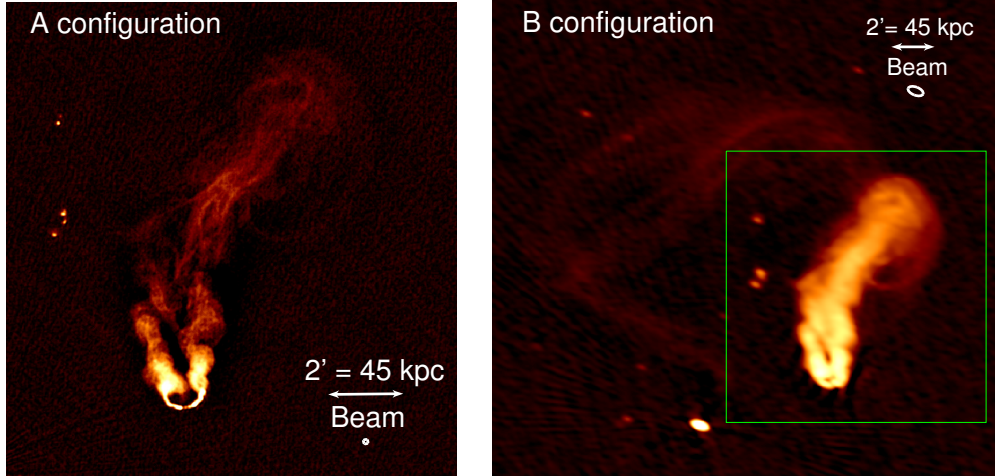


Figure 6.6. The large radio tail of the galaxy NGC 1265 at 230-470 MHz with two different configurations from our JVLA observations. Left - A configuration observations. Right - B configuration observations. The green square shows the size of the A configuration image on the left.

6.3.2. Head-tail sources in the Perseus cluster

6.3.2.1. IC310

The S0 galaxy IC 310, first discovered by Ryle & Windram (1968), was originally classified as a narrow-angle tail radio galaxy (Sijbring & de Bruyn, 1998) based on its morphology, showing only a one-sided tail interpreted as the fusion of two jets strongly bent by ram pressure stripping of ICM. However, it was recently shown that its nucleus has a blazar-like behaviour (for a review, see e.g. Glawion et al. 2016). It was first detected above 30 GeV with a $6\sigma_{\text{rms}}$ statistical significance with the Fermi telescope (Neronov et al., 2010). Then, it was also detected above 300 GeV with the MAGIC telescopes at a statistical significance of $7.6\sigma_{\text{rms}}$ (Aleksić et al., 2010). The very high energy γ -rays flux also shows a day-scale variability (Aleksić et al., 2014b). In 2012, the MAGIC telescope detected an exceptionally bright flare of IC 310, reaching an averaged flux level above 1 TeV of up to one Crab (Aleksić et al., 2014a). Causality constraints arising from the rapid variability observed during this flare have constrained the size of the γ -ray emission region to $< 20\%$ of the central black hole gravitational radius (Aleksić et al., 2014a). VLBA observations at 3.6 cm have also shown only one counter jet visible at parsec scales oriented in the same direction as the kpc tail (Kadler et al., 2012). Overall, these arguments disagree with the head-tail classification of IC 310. Instead, this radio galaxy could be a low-luminosity FRI radio galaxy with its jets nearly aligned along our line of sight. The angle between the plane of the two jets and our line of sight is estimated to be $10^\circ - 20^\circ$, at a borderline angle to reveal its BL Lac-type central engine (Kadler et al., 2012; Aleksić et al., 2014a; Glawion et al., 2016).

Nevertheless, our P-band observations show new structures in the source IC 310. At low-resolution (see B configuration observations on figure 6.5 - left), distortions in the tail are seen as well as a strange faint elongated source that merges with the end of IC 310 tail. The total extent of the tail from these observations is $\sim 9' \simeq 200$ kpc at the redshift of the cluster, while a diffuse extension of the tail of up to ~ 400 kpc is seen in WSRT observations of IC310 at similar frequencies and lower resolution (Sijbring & de Bruyn, 1998). Surprisingly, at high-resolution (see figure 6.5 - middle and right), two narrow collimated distinct jets are visible attached to the nucleus. Furthermore, the long structure merging with the tail found in the B configuration image seem to resolve into a slightly elongated point source in the A configuration image. This source could therefore be a simple radio galaxy outside of the Perseus cluster, although there does not seem to be an optical counterpart based on the *Digitized Sky Survey* (DSS). This needs to be further explored in order to constraint the nature of this source. Overall, figure 6.5 (middle and right) seems to suggest that IC 310 is indeed made of two visible jets, consistent with the original interpretation of a narrow-angle tail radio galaxy infalling into the cluster.

Unfortunately, there is yet no other radio observations of IC 310 at these with spatial resolutions and reaching this level of noise to resolve the region between the core and the rest of the tail. For example, using archival 4.9 GHz VLA C configuration observations ($3.99'' \times 3.93''$ beam and rms of $73.9 \mu\text{Jy} / \text{beam}$), Dunn et al. (2010) found that the tail in IC 310 is disconnected from the bright core. The authors suggest an interruption in the AGN activity, the tail being the remnant of past activity while the core presenting a more recent outburst. We also observe a decrease in flux between the core and the tail, but both seem to remain connected through what appears to be two resolved jets.

If the structures are indeed two distinct bent jets, then the radius of curvature R obtained from our radio observations is very small, $R \sim 5'' \simeq 2$ kpc. In contrast, the galaxy IC 310 has a reported major axis of $52.1'' \simeq 19.5$ kpc and a minor axis of $46.89'' \simeq 17.6$ kpc (2MASS Extended objects, final release 2003). This direct measurement of the bending radius is, however, likely to be strongly affected by projection effects depending on the unknown angle between the plane of the two jets and the line of sight (θ). Considering this projection effect, the deprojected radius of curvature is given by $R_{\theta=0} = R / \cos(\theta)$ (Morsony et al., 2013). If this angle is small, the jets will therefore appear much narrower.

The interpretation of the detected bifurcation as two bent jets could still be consistent with the γ -ray detection of IC 310 since the high energy emission must be coming from a region very close to the central supermassive black hole of this galaxy (e.g. Glawion et al. 2016). If the base of one of the jets, before the jets start to bend, is closely aligned with our line of sight, the γ -rays would then be beamed toward us instead of following the bending jets.

Another possibility is that the tail of IC 310 is made of one jet with a transverse structure. There are some examples of such structures in twisted radio jets, such as in the inner part of the Long Tail C in Abell 2256 (Owen et al., 2014), in the western jet of Cygnus A (e.g. Perley et al. 1984) or in M87 (Owen et al., 1989). Such structures can be created by Kelvin Helmholtz and/or current-driven instabilities (Hardee & Eilek, 2011).

The bifurcation seen between the IC 310 core and tail in our A configuration image could also be due to imaging artifacts. However, no other source in the field-of-view of this image is showing a similar effect. Imaging artifacts are visible in this image, for example the small lines sticking out radially from the bright core of IC 310, but these are at least a factor two smaller in size than the bifurcation.

6.3.2.2. *NGC 1265*

NGC 1265 is a well-known prominent wide-angle tail radio galaxy in the Perseus cluster. Our high-resolution JVLA P-band image shows two jets emerging from the nucleus that became bent at 90 degrees to the north at a distance of $\sim 35'' \simeq 13$ kpc from their origin (see figure 6.6 - left). The jets become puffy as the distance from the core increases. They merge eventually into a large filamentary tail. Unlike the case of IC 310, the overall shape of the tail is not straight, but bent from the north to the northwest. First discovered by Sijbring & de Bruyn (1998), a much fainter, large extension of the tail is also visible, bending toward the east at almost 360 degrees. The whole tail is also visible in our lower resolution B configuration JVLA observations (see figure 6.6 - right). This strange morphology is quite puzzling considering the usual interpretation of these tails as tracers of the motion of the galaxy through the ICM. Pfrommer & Jones (2011) presented a 3D model based on potential interactions with the cluster gas. Because of the strong differences between the bright and the dim parts of the tail in terms of spectral indexes and surface brightnesses, the authors suggest that the radio emission is produced by two separate relativistic electron populations: a more recent population forming the first part of the tail and an older one, having experienced a re-energizing event such as a passage through a shock wave. A detailed analysis of the spectral indexes distribution across this tail is necessary to confirm this scenario. Combined with observations at different radio frequencies and similar resolution (e.g. from GMRT at 240 MHz and 610 MHz from Sebastian et al. 2017), our observations could be used to conduct this analysis.

Our JVLA P band A configuration image reveals a complex network of intricate filaments (see figure 6.6 - left) while B configuration observations resolve for the first time long bending filaments along the dim part of the tail (see figure 6.6 - right). The filaments in the bright part were seen before at 1.4 GHz with VLA observations (O’Dea & Owen, 1986) but not in the extended dim part of the tail detected in the WRST observations from Sijbring & de Bruyn (1998) due to their low resolution. Overall, we detect filamentary structures across

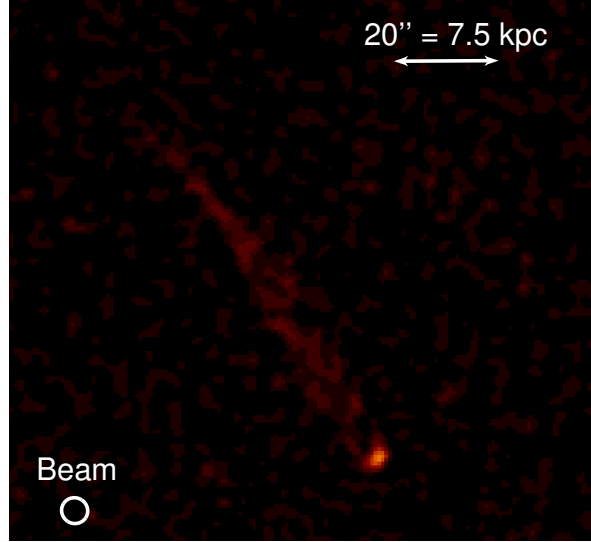


Figure 6.7. A configuration 230-470 MHz JVLA observations of CR 15.

the entire tail: both bright and dim parts. The filamentary structures detected in NGC 1265 are very similar to what is found in 3C 129, another prototype tailed radio galaxy (e.g. Lane et al. 2002) and are resolved in our A configuration observations (~ 1.5 kpc wide). Similar filaments are also seen in the «Large Relic» in Abell 2256, a Mpc-scale diffuse radio structure north of the cluster center (Owen et al., 2014).

6.3.2.3. *CR15*

The small head-tail source CR 15 is located between NGC 1275 and IC 310, its tail pointing in a northeast direction, away from the Perseus clusters' center (Miley et al., 1972). In our observations, the faint tail extends up to $1.7' \simeq 38.25$ kpc from the core and is very narrow, $\lesssim 15'' \simeq 5.6$ kpc and straight (see figure 6.7).

6.3.2.4. *NGC 1272*

The discovery of bent double radio jets in NGC 1272 was first reported in McBride & McCourt (2014) using archival JVLA observations at 1.4, 1.8 and 3.2 GHz. Located in projection at only $\sim 5' \simeq 110$ kpc from the nucleus in NGC 1275, it is positioned at the western edge of the mini-halo emission. Being at a closer distance from the cluster center than most of the other bent radio galaxies, it must undergo strong ram pressure stripping (McBride & McCourt, 2014). With our high-resolution JVLA observations, we also report the presence of bent double jets at 230-470 MHz (see figure 6.8). Both jets show similar brightness and morphology. McBride & McCourt (2014) estimated the radius of curvature of the jets in NGC 1272 to be $R \sim 2$ kpc by fitting visually a circle to the shape of the double jets. As this estimate falls well within the half-light radius of the galaxy (~ 10 kpc),

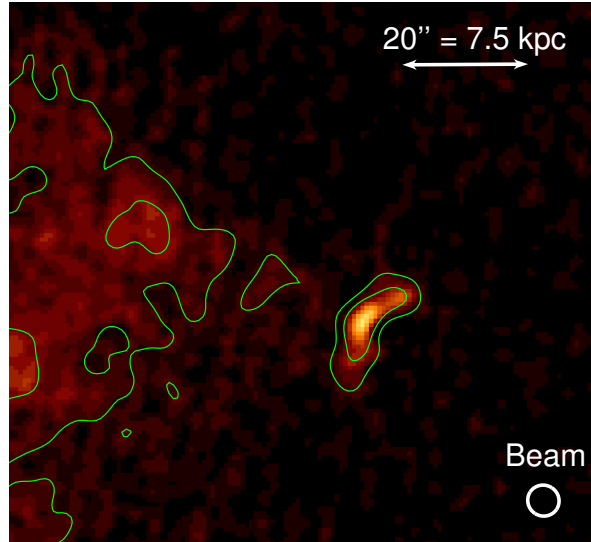


Figure 6.8. A configuration JVLA 230-470 MHz observations of NGC 1272. Logarithmic contours start from $3\sigma = 0.81$ mJy/beam to 1 Jy/beam (10 contours levels are shown). The beam size is shown on the lower-right corner. The faint emission seen on the left is thought to be part of the mini-halo emission.

this means either that the ICM is directly influencing the jets well within the galaxy or that the jets are closely aligned with the plane of the sky and the small radius of curvature is the result of the projection effect.

6.4. CONCLUSION

We present a high-resolution radio map of the Perseus cluster obtained from 5 h of observations with the JVLA at 230-470 MHz in the A-configuration. The combination of high dynamic range (27000) and resolution (beam size of $3.7'' \times 3.6''$) achieved has allowed the identification of new structures, both in the central emission surrounding NGC 1275 and in several complex radio sources harbored in the Perseus cluster.

1. Faint spurs of emission extend toward both of the outer X-ray cavities, the northwestern one showing a double filamentary structure. As the outer cavities are visible at lower frequencies (74 MHz), we are therefore catching a spectral turnover at around 350 MHz as expected considering the spectral aging of the electron population coming from the central AGN.
2. Only some of the brightest western parts of the extended mini-halo emission remain visible in these high-resolution observations.
3. We report the presence of filamentary structures across the entire tail of NGC 1265, both bright and dim parts. Some of these filaments are only ~ 1.5 kpc wide. Despite the differences in terms of surface brightnesses and spectral indexes, it seems that the

emission mechanism in play is similar for both parts of the tail and that it gives rise to filamentary structures.

4. For the first time, two narrow collimated distinct jets are visible in IC 310, consistent with the original interpretation of a narrow-angle tail radio galaxy infalling into the cluster. Because of their high spatial resolution and low level of noise, these observations provide important constraints on the nature of this source.
5. We detect the faint tail of the head-tail source CR 15, extending up to $1.7' \simeq 38.25$ kpc from the core, as well as the presence of bent double jets in NGC 1272.

These results show how such high-quality images at low radio-frequencies can depict a complete portrait of a galaxy cluster and add new constraints on the complex nature of diffuse radio emission in these environments.

REFERENCES

- Aleksić J., et al., 2010, *ApJ*, 723, L207, L207
- Aleksić J., et al., 2014a, *Science*, 346, 1080
- Aleksić J., et al., 2014b, *A&A*, 563, A91
- Begelman M. C., Rees M. J., Blandford R. D., 1979, *Nature*, 279, 770
- Blundell K. M., Kassim N. E., Perley R. A., 2002, in *Proc. IAU Coll. 199*. p. 189
- Böhringer H., Voges W., Fabian A. C., Edge A. C., Neumann D. M., 1993, *MNRAS*, 264, L25
- Branduardi-Raymont G., Fabricant D., Feigelson E., Gorenstein P., Grindlay J., Soltan A., Zamorani G., 1981, *ApJ*, 248, 55
- Burns J. O., Sulkanen M. E., Gisler G. R., Perley R. A., 1992, *ApJ*, 388, L49
- Churazov E., Forman W., Jones C., Böhringer H., 2000, *A&A*, 356, 788
- Cornwell T. J., 2008, *IEEE J. Sel. Topics Signal Process.*, 2, 793
- Cornwell T. J., Golap K., Bhatnagar S., 2008, *IEEE J. Sel. Topics Signal Process.*, 2, 647
- Dunn R. J. H., Allen S. W., Taylor G. B., Shurkin K. F., Gentile G., Fabian A. C., Reynolds C. S., 2010, *MNRAS*, 404, 180
- Fabian A. C., Hu E. M., Cowie L. L., Grindlay J., 1981, *ApJ*, 248, 47
- Fabian A. C., Sanders J. S., Allen S. W., Crawford C. S., Iwasawa K., Johnstone R. M., Schmidt R. W., Taylor G. B., 2003, *MNRAS*, 344, L43
- Fabian A. C., Sanders J. S., Taylor G. B., Allen S. W., Crawford C. S., Johnstone R. M., Iwasawa K., 2006, *MNRAS*, 366, 417
- Fabian A. C., et al., 2011, *MNRAS*, 418, 2154
- Feretti L., Giovannini G., Govoni F., Murgia M., 2012, *A&ARv*, 20, 54
- Forman W., Kellogg E., Gursky H., Tananbaum H., Giacconi R., 1972, *ApJ*, 178, 309

Gendron-Marsolais M., et al., 2017, MNRAS, 469, 3872

Giacintucci S., Markevitch M., Venturi T., Clarke T. E., Cassano R., Pasquale Mazzotta 2014, ApJ, 781, 9

Giacintucci S., Markevitch M., Cassano R., Venturi T., Clarke T. E., Brunetti G., 2017, ApJ

Gitti M., Brunetti G., Setti G., 2002, A&A, 386, 456

Gitti M., Brunetti G., Feretti L., Setti G., 2004, A&A, 417, 1

Glawion D., et al., 2016, in Proceedings of The 34th International Cosmic Ray Conference — PoS(ICRC2015). SISSA Medialab, p. 729, doi:10.22323/1.236.0729

Hardee P. E., Eilek J. A., 2011, ApJ, 735, 61

Jones T. W., Owen F. N., 1979, ApJ, 234, 818

Kadler M., Eisenacher D., Ros E., Mannheim K., Elsässer D., Bach U., 2012, A&A, 538, L1

Lane W. M., Kassim N. E., Ensslin T. A., Harris D. E., Perley R. A., 2002, ApJ, 123, 2985

McBride J., McCourt M., 2014, MNRAS, 442, 838

McMullin J. P., Waters B., Schiebel D., Young W., Golap K., 2007. p. 127

Miley G. K., Perola G. C., van der Kruit P. C., van der Laan H., 1972, Nature, 237, 269

Mohan N., Rafferty D., 2015, Astrophysics Source Code Library, p. ascl:1502.007

Morsony B. J., Miller J. J., Heinz S., Freeland E., Wilcots E., Brueggen M., Ruszkowski M., 2013, MNRAS, 431, 781

Neronov A., Semikoz D., Vovk I., 2010, A&A, 519, L6

O’Dea C. P., Owen F. N., 1986, ApJ, 301, 841

Offringa A. R., Gronde J. J. v. d., Roerdink J. B. T. M., 2012, A&A, 539, A95

Owen F. N., Hardee P. E., Cornwell T. J., 1989, ApJ, 340, 698

Owen F. N., Rudnick L., Eilek J., Rau U., Bhatnagar S., Kogan L., 2014, ApJ, 794, 24

Pedlar A., Ghataure H. S., Davies R. D., Harrison B. A., Perley R., Crane P. C., Unger S. W., 1990, MNRAS, 246, 477

Perley R. A., Dreher J. W., Cowan J. J., 1984, ApJL, 285, L35

Pfrommer C., Jones T. W., 2011, ApJ, 730, 22

Rau U., Cornwell T. J., 2011, A&A, 532, A71

Ryle M., Windram M. D., 1968, MNRAS, 138, 1

Sebastian B., Lal D. V., Pramesh Rao A., 2017, The Astronomical Journal, 154, 169

Sijbring L. G., 1993, PhD thesis, Groningen Univ.

Sijbring D., de Bruyn A. G., 1998, A&A, 331, 901

Simionescu A., et al., 2012, ApJ, 757, 182

Soboleva N. S., Temirova A. V., Timofeeva G. M., Aliakberov K. D., 1983, Soviet Astronomy Letters, 9, 305

Walker S. A., Hlavacek-Larrondo J., Gendron-Marsolais M., Fabian A. C., Intema H., Sanders J. S., Bamford J. T., van Weeren R., 2017, MNRAS, 468, 2506

Walker S. A., ZuHone J., Fabian A., Sanders J., 2018, Nature Astronomy, 2, 292

van Weeren R. J., et al., 2017, Nature Astronomy, 1, 0005

Chapitre 7

CONCLUSION

Tel que décrit dans cette thèse, les groupes et les amas de galaxies sont des milieux complexes caractérisés par des phénomènes physiques qui s'effectuent sur plus de 10 ordres de dimensions spatiales différents : de l'horizon du trou noir supermassif central, $\sim 10^{-7} - 10^{-4}$ pc, à l'échelle de l'amas \sim Mpc. Ces processus varient également sur des échelles de temps à la fois très courtes, \sim minute (e.g. IC 310 Aleksić et al. 2014) et très longues, comme pour l'évolution globale des groupes et des amas, se produisant sur des milliards d'années. Ce sont des environnements constamment perturbés, d'une part par l'AGN central (perturbations internes) et d'autre part par l'interaction avec d'autres galaxies (perturbations externes). Par analogie, l'ensemble de ces perturbations crée en quelque sorte des «conditions météorologiques agitées» dans les groupes et les amas de galaxies («*stormy weather in galaxy clusters*», e.g. Burns 1998).

Des décennies d'observations de ces objets, couvrant l'ensemble du spectre électromagnétique, ont permis l'étude de ces environnements et de la compréhension de certains phénomènes. Dans le cas des groupes et des amas à l'équilibre par exemple, le mécanisme de rétroaction du trou noir supermassif central est sans doute responsable de l'équilibre entre le refroidissement du ICM et son réchauffement par l'AGN central (voir chapitre 1). De nombreuses questions demeurent malgré tout sans réponses, incluant l'identification du ou des mécanismes responsables du transfert de l'énergie de l'AGN vers le ICM, du lien entre ces mécanismes et de la présence de grandes quantités de gaz ionisé, atomique et moléculaire dans la BCG de même que la compréhension de l'origine des larges sources diffuses d'émission radio identifiées dans de nombreux amas.

De par l'étude observationnelle multi-longueur d'onde d'un groupe et d'un amas de galaxies proches, l'ensemble des travaux présentés dans cette thèse auront permis de mieux comprendre certains des processus physiques complexes qui caractérisent ces environnements.

D'abord, l'analyse de 380 ks d'observations de l'observatoire de rayons X *Chandra* de la galaxie NGC 4472 ($z = 0.0038$), galaxie dominante d'un groupe de galaxies plongeant dans l'amas de la Vierge, a permis l'étude détaillée de la dynamique des lobes radio (voir chapitre

3). Ces nouvelles données ont permis la détection de coquilles de gaz froid entourant les lobes radio et provenant du centre du groupe. Nous avons été en mesure d'estimer l'énergie nécessaire pour soulever ce gaz à partir du centre de NGC 4472, soit $\sim 10^{56}$ erg. Une analyse de la distribution de l'abondance de différents éléments (O, Ne, Mg, Si et Fe) a pu également être menée.

Ensuite, la structure diffuse radio au centre de l'amas de Persée ($z = 0.018$) a été étudiée grâce à de nouvelles observations du JVLA à 230-470 MHz en configuration B (voir chapitre 4). Un code de réduction des données, de calibration et d'imagerie a spécifiquement été développé pour ces observations, considérant la forte présence des RFIs à ces fréquences, de même que la présence de l'AGN très brillant au centre de l'amas. Ces observations ont révélé de nouvelles structures dans le mini-halo, incluant des filaments, une structure concave corrélant avec la baie et plusieurs autres correspondances avec les structures rayons X telles que les fronts froids.

De plus, la dynamique complète des filaments de la nébuleuse de gaz ionisé entourant la galaxie NGC 1275, BCG de l'amas de Persée, a été révélée grâce aux observations de SITELE, un nouveau spectro-imageur à transformée de Fourier au CFHT (voir chapitre 5). Avec son champ de vue de $11' \times 11'$, il s'agit du seul instrument du genre capable de couvrir la nébuleuse dans son entièreté. L'analyse de ces observations montre un léger gradient radial dans le ratio des raies $[\text{N II}]\lambda 6583/\text{H}\alpha$, suggérant un changement dans le mécanisme d'ionisation selon la position dans la nébuleuse. Une carte de vitesse complète des filaments a été produite pour la première fois. Celle-ci ne montre pas de tendance générale ni de signe de rotation globale, mais révèle plutôt une structure dynamique complexe. Ces mesures sont comparées aux résultats de *Hitomi* obtenus pour l'amas de Persée.

Enfin, les observations haute-résolution (configuration A) du JVLA à 230-470 MHz de l'amas de Persée ont été présentées au chapitre 6. L'émission radio centrale remplit les cavités internes visibles en rayons X et s'étend vers les cavités externes. Presque toute l'émission du mini-halo disparaît à cette résolution, mais la partie la plus brillante, à l'ouest de l'AGN, demeure visible. Des distorsions sont visibles dans la queue d'émission radio de la source IC310 de même que deux jets distincts. L'émission radio associée à NGC 1265 montre une structure filamenteuse globale. Les sources CR 15 et NGC 1272 sont également résolues dans l'image haute-résolution obtenue.

7.1. RECHERCHE FUTURE

Au cours de cette thèse, des observations additionnelles ont été obtenues (voir section 1.9 pour un résumé complet des données obtenues). Leur analyse permettra de poursuivre l'étude observationnelle des groupes et des amas de galaxies entreprise ici.

Les observations à 230-470 MHz et à 1-2 GHz du JVLA du groupe de galaxies dominé par NGC 4472 permettront de compléter l'étude de la rétroaction de l'AGN entamée au chapitre

3. Pour l’instant, les seules observations radio à basse fréquence de NGC 4472 ont été prises avec le VLA à 1.4 GHz et avec le GMRT à 235 MHz, à 610 et à 1.4 GHz (Kolokythas 2014). En général, ces observations montrent de l’émission qui remplit les cavités. L’analyse préliminaire de H. Intema des données du GMRT à 235 MHz montre cependant une nouvelle structure intéressante au-delà de la cavité ouest, non visibles dans l’image du VLA à 1.4 GHz (voir figure 7.1). Les observations octroyées à plus haute résolution permettront d’effectuer une comparaison détaillée avec les observations rayons X profondes présentées au chapitre 3. Les observations à plus basse résolution pourront potentiellement confirmer si les deux paires de filaments froids identifiées par Kraft et al. (2011) sont des cavités plus anciennes (voir figure 7.1).

La réduction, la calibration et l’imagerie des observations de l’amas de Persée à 230-470 MHz du JVLA ne sont pas encore complétées (voir annexe A). Au final, l’ensemble de ces observations créeront une série d’images profondes à différentes résolutions qui permettront d’avoir une vue d’ensemble de l’émission radio diffuse dans un amas de galaxies voisin. Aux observations en configuration A, B et D originalement obtenues en 2013-2014 (PI J. Hlavacek-Larrondo, #13B-026, total de 13h) s’ajoutent les nouvelles observations en configuration B (PI : M.-L. Gendron-Marsolais), qui aideront à enlever les artéfacts résiduels au centre du mini-halo, et les observations en configuration C (PI : M.-L. Gendron-Marsolais), qui permettront de résoudre l’émission la plus étendue du mini-halo et seront combinées avec celles de la configuration D.

De plus, les nouvelles données du JVLA obtenues à 230-470 MHz de l’amas Abell 2146 permettront, entre autres, de contraindre la distribution de l’indice spectral de l’émission diffuse détectée dans Hlavacek-Larrondo et al. (2018) (voir annexe B). Cette nouvelle contrainte pourra aider à déterminer si le halo identifié en est à ses premières phases de formation tel que plusieurs indices le suggèrent. Ces observations radio pourront éventuellement être comparées aux observations *Chandra* très profondes prévues de cet amas (total de 2 Ms, PI : H. Russell).

Enfin, les nouvelles données de NGC 1275 de l’instrument SITELLE au CFHT dans les deux autres filtres (365-385 nm et 480-520 nm, total de 7.7h, PI : M.-L. Gendron-Marsolais) permettront d’obtenir au moins trois autres raies d’émission : H_β , $[\text{OIII}]\lambda 5007$ et $[\text{OII}]\lambda 3727$ (voir figure 7.2). En combinant ces observations avec celles publiées dans Gendron-Marsolais et al. (2018) au chapitre 5, je serai en mesure de conduire un diagnostic Baldwin-Phillips-Terlevich (BPT, Baldwin et al. 1981) en comparant les ratios entre les différentes raies d’émission à travers toute la nébuleuse : $[\text{N II}]\lambda 6584 / H\alpha$, $[\text{OIII}]\lambda 5007 / H_\beta$, $[\text{S II}]\lambda 6716 / H\alpha$ et $[\text{OII}]\lambda 3727 / [\text{OIII}]\lambda 5007$. Le but de ces travaux est de déterminer le mécanisme d’ionisation des filaments entourant NGC 1275 et d’étudier comment ce dernier varie spatialement.

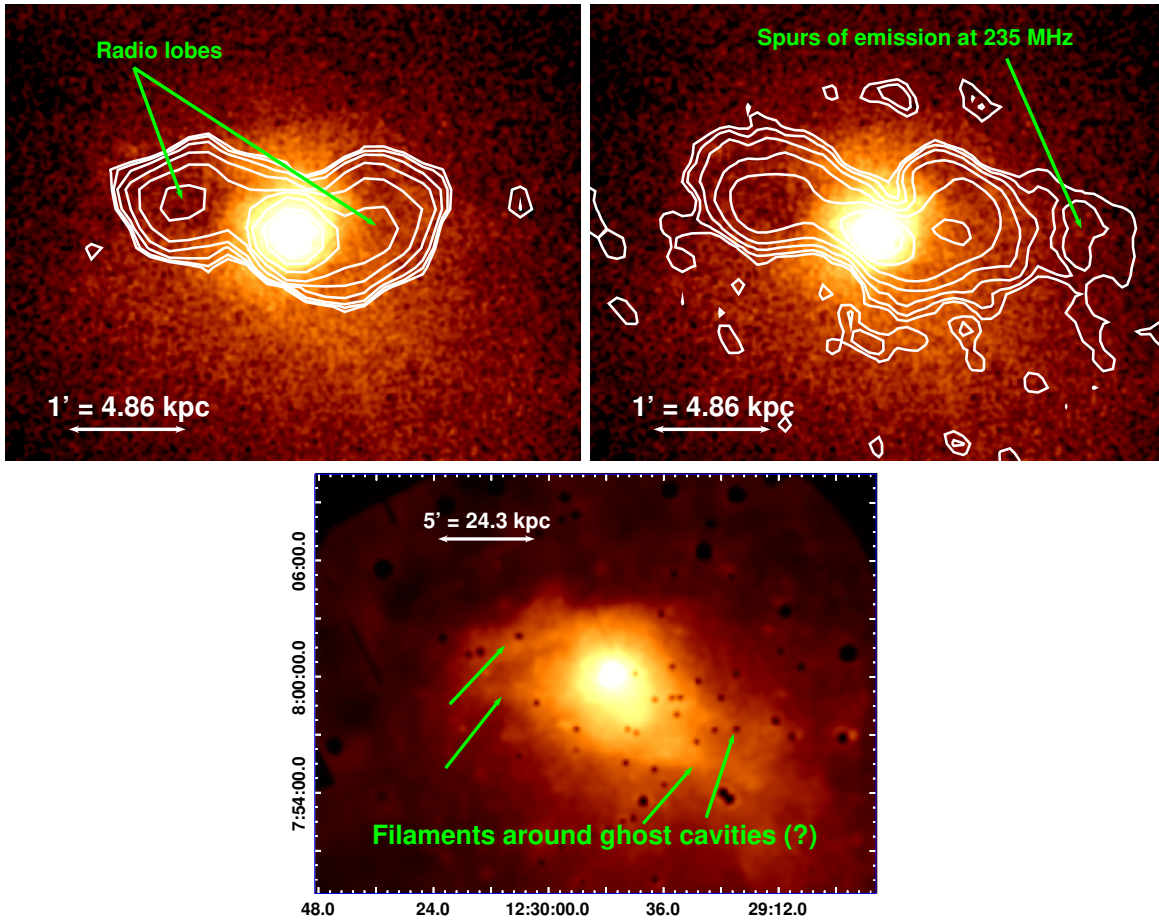


FIGURE 7.1. Les deux images du haut montrent les observations de *Chandra* de NGC 4472 (380 ks, sans sources ponctuelles, 0.5-2 keV, Gendron-Marsolais et al. 2017). Celle de gauche montre les cavités remplies d'émission radio à 1.4 GHz (observations du VLA, contours débutant à $3\sigma_{\text{rms}} = 0.9$ mJy/beam). Celle de droite montre plutôt les contours débutant à $4\sigma_{\text{rms}} = 1.04$ mJy/beam du GMRT à 235 MHz (résolution : $12.7'' \times 10.7''$, maximum : 0.46 Jy/beam, H. Intema). De l'émission diffuse est détectée à l'ouest des cavités internes. L'image du bas est une mosaïque d'observations rayons X de *XMM-Newton* (> 400 ks, 0.7-1.1 keV ; Y. Su). Deux paires de filaments froids sont identifiées par les flèches vertes (Kraft et al., 2011).

7.2. L'AVENIR DE LA RECHERCHE OBSERVATIONNELLE SUR LES AMAS ET LES GROUPES DE GALAXIES

Couvrant l'entièreté du champ électromagnétique, la prochaine génération de télescopes viendra grandement contribuer à la compréhension des milieux tels que les groupes et les amas de galaxies.

Dans le domaine radio, les prochains grands recensements du ciel, avec le JVLA à 2-4 GHz (le *VLA Sky Survey* ou VLASS, e.g. Clarke et al. 2014) et celui de LOFAR à 120-168 MHz (le *LOFAR Two-metre Sky Survey* ou LoTSS, e.g. Shimwell et al. 2017; Gitti

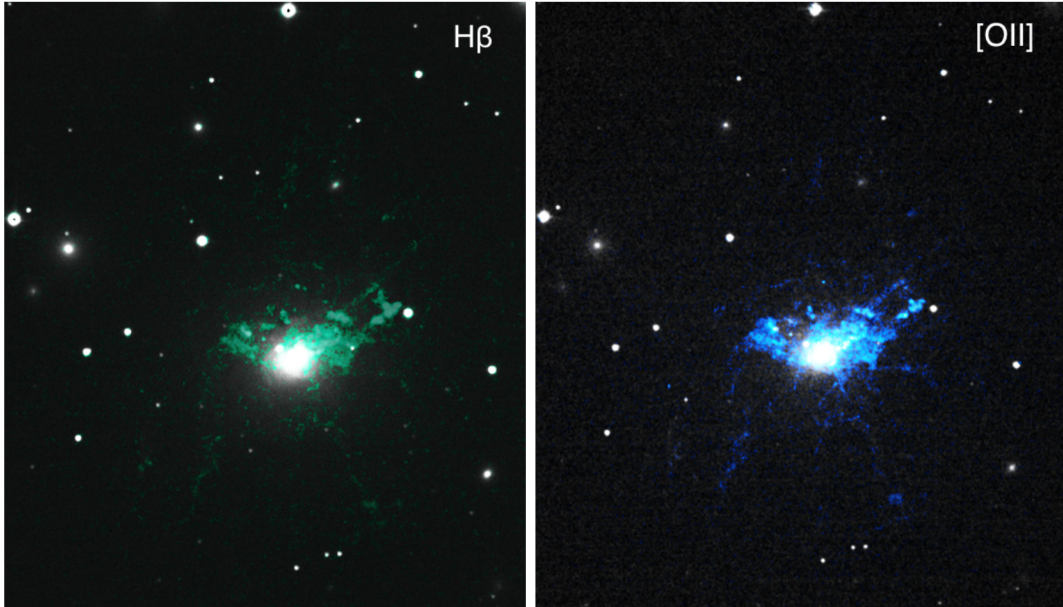


FIGURE 7.2. Images préliminaires des nouvelles observations de NGC 1275 de l’instrument SITELLE au CFHT dans les filtres 480-520 nm (gauche) et 365-385 nm (droite). Les raies H_{β} et $[OII]\lambda 3727$ sont détectées à travers tous les filaments.

et al. 2018), permettront d’identifier et de caractériser plusieurs nouvelles sources d’émission diffuse telles que les halos, les reliques ou les mini-halos (voir section 1.7). Comme dans le cas du JVLA, les récents travaux d’amélioration du GMRT (uGMRT, e.g. Gupta, Yashwant et al. 2017), élargissant la bande de fréquences couvertes de 50 à 1500 MHz et améliorant la performance des récepteurs, permettront également d’imager les structures radio diffuses dans les amas avec une plus grande sensibilité. Prochainement, le projet du *Square Kilometre Array* (SKA) contribuera grandement à cet effort avec plus d’un kilomètre carré de surface collectrice totale grâce à ses milliers d’antennes distribuées en Afrique du Sud et en Australie (e.g. Rawlings & Schilizzi 2011; Gitti et al. 2018). Les prototypes de ces antennes (*Australian SKA Pathfinder* ou ASKAP, *MeerKAT*, *Murchison Widefield Array* ou MWA et le *Hydrogen Epoch of Reionization* ou HERA) sont en cours d’essais.

En infrarouge, la résolution et la sensibilité du *James Webb Space Telescope* (JWST) permettront l’étude de l’évolution des galaxies, à partir de leurs précurseurs ($z > 10$) jusqu’à la formation des amas de galaxies (e.g. Kalirai 2018).

Du côté du domaine des rayons X, la mission de remplacement de *Hitomi* prévue pour 2021, XARM, sera composée, entre autres, d’un calorimètre dont la résolution spectrale permettra de résoudre la dynamique du IGM/ICM, tel qu’accompli pour l’amas de Persée avec *Hitomi* (e.g. Hitomi Collaboration 2016). Ces futures observations pourront par exemple aider à identifier le ou les mécanismes responsables du transfert de l’énergie de l’AGN vers le IGM/ICM. À plus long terme, des missions telles que ATHENA (*Advanced Telescope for High ENergy Astrophysics*, mission de l’ESA pour ~ 2028) et *Lynx X-ray Surveyor* (concept

de mission préliminaire potentielle de la NASA pour ~ 2035) permettront aussi d'approfondir l'étude du IGM/ICM.

Pour ce qui est des rayons γ , le futur réseau de télescopes *Cherenkov Telescope Array* (CTA) sera en mesure de détecter ou d'établir une limite supérieure sur l'émission diffuse de rayons γ produite par les protons très énergétiques présents dans les amas de galaxies (e.g. Brunetti & Jones 2014).

Enfin, grâce à la technique d'interférométrie à très longue base (*Very Long Baseline Interferometry* ou VLBI), la collaboration du *Event Horizon Telescope* (EHT) permettra d'obtenir les premières images de l'environnement immédiat des trous noirs supermassifs de Sagittarius A*, au centre de notre propre galaxie, de même que celui au centre de la galaxie M87. Combiné aux découvertes liées à la détection d'ondes gravitationnelles générées par la fusion de trous noirs (e.g. LIGO et Virgo, et éventuellement LISA), l'ensemble de ces travaux permettra une compréhension plus détaillée de ces objets, moteurs de la rétroaction dans les groupes et les amas de galaxies.

RÉFÉRENCES

- Aleksić J., et al., 2014, *Science*, 346, 1080
- Baldwin J. A., Phillips M. M., Terlevich R., 1981, *PASP*, 93, 5
- Brunetti G., Jones T. W., 2014, *ApJ*, 23, 1430007
- Burns J. O., 1998, *Science*, 280, 400
- Clarke T., et al., 2014, NRAO's call for Community White Papers
- Gendron-Marsolais M., et al., 2017, *ApJ*, 848, 26
- Gendron-Marsolais M., et al., 2018, *MNRAS Letter*, 479, L28
- Gitti M., Brunetti G., Cassano R., Ettori S., 2018, arXiv :1806.05751 [astro-ph]
- Gupta, Yashwant et al., 2017, *Current Science*, 113, 707
- Hitomi Collaboration ., 2016, *Nature*, 535, 117
- Hlavacek-Larrondo J., et al., 2018, *MNRAS*, 475, 2743
- Kalirai J., 2018, arXiv:1805.06941 [astro-ph 10.1080/00107514.2018.1467648
- Kraft R. P., et al., 2011, *ApJ*, 727, 41
- Rawlings S., Schilizzi R., 2011, *Proceedings of Astronomy with megastructures : Joint science with the E-ELT and SKA*
- Shimwell T. W., et al., 2017, *A&A*, 598, A104

Annexe A

MULTI-CONFIGURATION JVLA OBSERVATIONS OF THE PERSEUS CLUSTER

M. Gendron-Marsolais¹, J. Hlavacek-Larrondo¹ et al.

¹*Département de Physique, Université de Montréal, Montréal (Québec), QC H3C 3J7,
Canada*

La réduction, la calibration, l'imagerie et l'analyse de l'ensemble des observations du JVLA à 230-470 MHz de l'amas de Persée ne sont pas encore complétées. Le tableau A. I présente les différentes observations obtenues. Les observations en configuration B originellement obtenues en 2013 (PI J. Hlavacek-Larrondo, #13B-026) ont fait l'objet de l'article présenté au chapitre 4 et ont permis d'imager les sous-structures du mini-halo. Les nouvelles observations en configuration B (PI : M.-L. Gendron-Marsolais, #17A-267) permettront d'atténuer les artefacts résiduels visibles au centre du mini-halo. L'article en préparation au chapitre 6 présente les observations en configuration A (PI J. Hlavacek-Larrondo, #13B-026). Enfin, les observations en configuration C (PI : M.-L. Gendron-Marsolais, #17A-475) combinées avec celles de la configuration D (PI J. Hlavacek-Larrondo, #13B-026) permettront de résoudre l'émission la plus étendue du mini-halo. Au final, l'ensemble de ces observations créeront une série d'images profondes à différentes résolutions qui permettront d'avoir une vue d'ensemble de l'émission radio à basse fréquence dans l'amas de Persée. Les résultats préliminaires de ces travaux sont présentés ici et feront l'objet d'un article (M. Gendron-Marsolais et al., en préparation). Les propriétés des meilleures images produites jusqu'à présent sont présentées au tableau A. II.

À ce jour, la réduction, la calibration et l'imagerie préliminaires des nouvelles observations en configurations C et D ont été effectuées. Dans les deux cas, des artefacts résiduels

Tableau A. I. Observations du JVLA à 230-470 MHz de l'amas de Persée

Code du Projet	Date des observations	Configuration	Temps d'exposition	PI
13B-026	24 Novembre 2013	B	5h	J. Hlavacek-Larrondo
13B-026	16 Mai 2014	A	5h	J. Hlavacek-Larrondo
13B-026	6 Juillet 2014	D	4h	J. Hlavacek-Larrondo
17A-475	17 Août 2017	C	4h	M. Gendron-Marsolais
17A-267	27 Décembre 2017	B	5h	M. Gendron-Marsolais

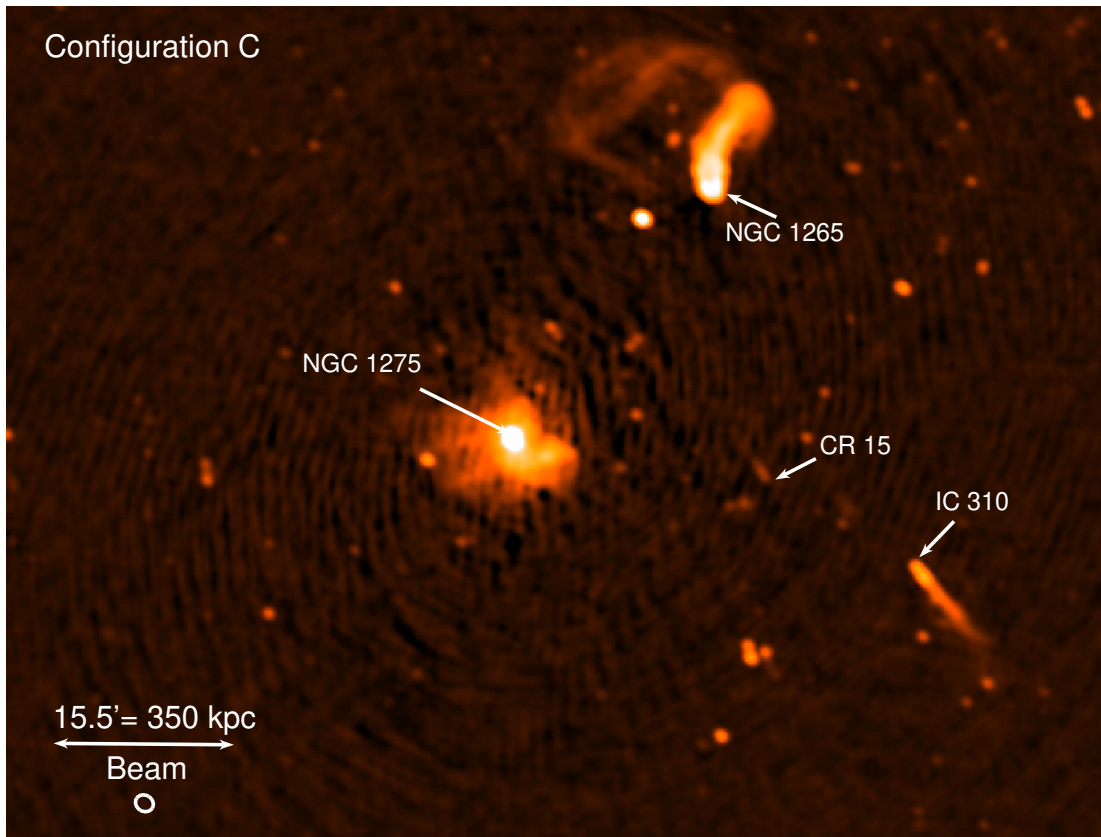


FIGURE A.1. Meilleure image de l'amas de Persée à 230-470 MHz obtenue jusqu'à présent avec les observations du JVLA en configuration C. La source brillante au centre de l'amas est la BCG, NGC 1275. Les galaxies radio NGC 1265 (au nord-nord-ouest de NGC 1275), IC 310 (à l'ouest-sud-ouest de NGC1275) et CR 15 (entre NGC 1275 et IC 310) sont également identifiées (voir chapitre 6 pour une description détaillée de ces sources). Des artéfacts résiduels sont encore visibles.

Tableau A. II. Propriétés des images du JVLA à 230-470 MHz de l’amas de Persée

Code du Projet	Configuration	Résolution	Bruit σ_{rms}	Maximum	Gamme dynamique
13B-026	A	$3.7'' \times 3.6''$	0.27 mJy/beam	7.34 Jy/beam	27000
13B-026	B	$22.1'' \times 11.3''$	0.35 mJy/beam	10.63 Jy/beam	30000
17A-475	C	$47.7'' \times 41.7''$	60 mJy/beam	545.5 Jy/beam	9000
13B-026	D	$154.0'' \times 132.7''$	60 mJy/beam	26.08 Jy/beam	400

Tableau A. III. Propriétés des images du JVLA à 230-470 MHz de l’amas de Persée provenant de différentes configurations combinées

Code des Projets	Configurations	Résolution	Bruit σ_{rms}	Maximum	Gamme dynamique
13B-026	A+B	$4.5'' \times 4.3''$	0.3 mJy/beam	7.72 Jy/beam	26000
13B-026 +17A-475	B+C	$28.1'' \times 15.9''$	100 mJy/beam	222.7 Jy/beam	2000

sont encore biens visibles et un travail supplémentaire (filtrer davantage de RFIs, raffiner la calibration et ajuster les paramètres d’imagerie) est requis pour les atténuer. La meilleure image obtenue en configuration C est présentée à la figure A.1. L’émission étendue du mini-halo entourant NGC 1275 est visible, de même que les galaxies radio NGC 1265, CR 15 et IC 310 décrites au chapitre 6. La figure A.2 présente l’émission centrale dans l’amas de Persée à différentes résolutions. La configuration C permet de détecter légèrement plus d’émission étendue que la configuration B, mais ne recouvre pas l’entièreté du mini-halo comme dans les observations du WSRT à des fréquences similaires présentées dans Sijbring (1993). Pour ce qui est des observations en configuration D, il sera difficile d’atteindre un bruit plus bas considérant que le soleil, situé à $\sim 50^\circ$ de l’amas de Persée lors de ces observations, a sévèrement affecté la qualité de ces données. La taille du faisceau de ces observations ($154.0'' \times 132.7''$) est également trop grande pour échantillonner de façon adéquate le mini-halo.

Il est également possible de combiner des observations provenant de configurations différentes. Dans CASA, il s’agit de fournir les noms des fichiers voulus au paramètre d’entrée de l’algorithme d’imagerie CLEAN. La fusion des différentes observations permet de retrouver les structures des images à différentes résolutions dans une même image. Plusieurs tests ont été effectués avec les données réduites et calibrées des configurations A, B et C détaillées au tableau A. II. La figure A.3 montre l’émission centrale dans l’amas de Persée avec les observations combinées des configurations A+B et B+C. Pour l’instant, ces résultats préliminaires montrent une forte présence d’artéfacts. L’une des explications possibles aux difficultés rencontrées lors du processus de fusion des différentes observations est la variabilité de l’AGN de NGC 1275 (e.g. Suzuki et al. 2012; Fabian et al. 2015). Comme les observations ont été

prises à différentes périodes, il est possible que le flux de l'AGN ait changé entre-temps, ce qui rend très difficile la fusion des observations. Un meilleur ajustement des paramètres d'imagerie de l'algorithme CLEAN est probablement également nécessaire.

RÉFÉRENCES

Fabian A. C., Walker S. A., Pinto C., Russell H. R., Edge A. C., 2015, MNRAS, 451, 3061

Sijbring L. G., 1993, PhD thesis, Groningen Univ.

Suzuki K., et al., 2012, ApJ, 746, 140

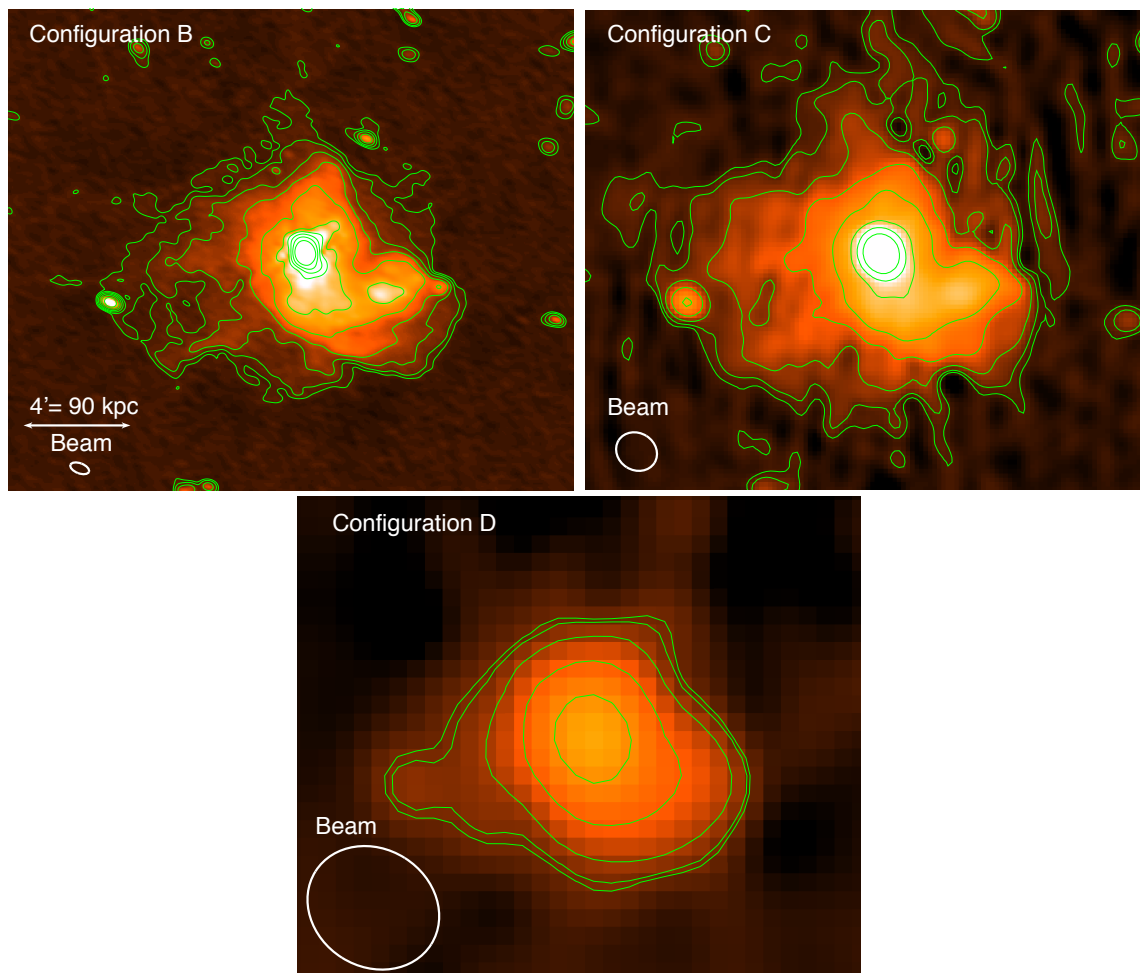


FIGURE A.2. L'émission centrale dans l'amas de Persée à 230-470 MHz avec les observations du JVLA à différentes résolutions (le «beam» est indiqué en bas à gauche pour chaque image). Toutes les images ont la même taille (l'échelle est indiquée en bas à gauche de l'image en haut à gauche). La résolution, le bruit et le maximum de chaque image sont détaillés au tableau A. II. Haut-gauche : Image en configuration B. Les 10 contours en vert vont de $3\sigma_{\text{rms}} = 1.05$ mJy/beam à 1 Jy/beam. Haut-droite : Image en configuration C. Les 8 contours en vert vont de $3\sigma_{\text{rms}} = 180$ mJy/beam à 100 Jy/beam. Bas : Image en configuration D. Les 5 contours en vert vont de $3\sigma_{\text{rms}} = 180$ mJy/beam à 10 Jy/beam.

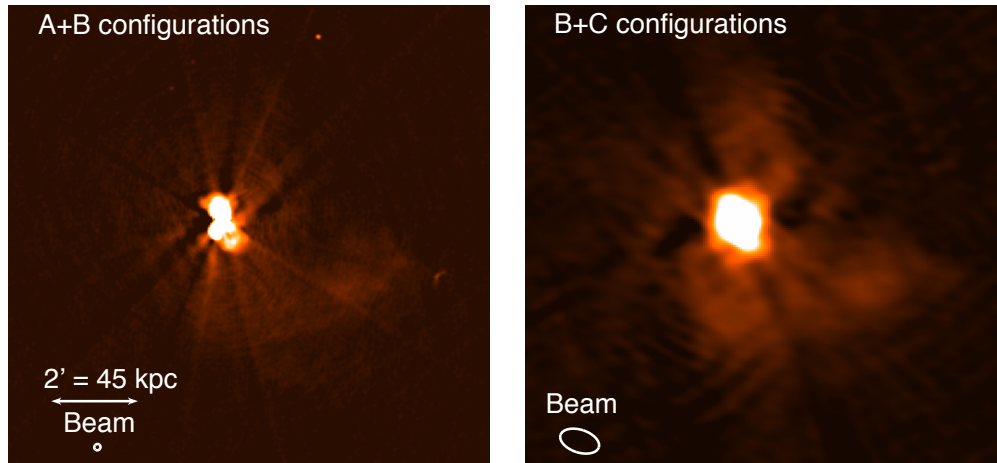


FIGURE A.3. L'émission centrale dans l'amas de Persée à 230-470 MHz avec les observations du JVLA provenant de différentes configurations combinées (A+B et B+C). Les images ont la même taille (l'échelle est indiquée en bas à gauche de l'image de gauche). La résolution, le bruit et le maximum de chaque image sont détaillés au tableau A. III.

Annexe B

MYSTERY SOLVED : DISCOVERY OF EXTENDED RADIO EMISSION IN THE MERGING GALAXY CLUSTER ABELL 2146

J. Hlavacek-Larrondo¹, M.-L. Gendron-Marsolais¹, D. Fecteau-Beaucage¹, R. J. van Weeren², H. Russell³, A. Edge⁴, M. Olamaie^{5,6}, C. Rumsey⁵, L. King⁷, A. C. Fabian³, B. McNamara^{8,9}, M. Hogan⁸, M. Mezcua¹, G. Taylor¹⁰

¹ *Département de Physique, Université de Montréal, Montréal, QC H3C 3J7, Canada*

² *Harvard-Smithsonian Center for Astrophysics, 60 Garden Street, Cambridge, MA 02138, USA*

³ *Institute of Astronomy, University of Cambridge, Madingley Road, Cambridge, CB3 0HA, UK*

⁴ *Centre for Extragalactic Astronomy, Department of Physics, Durham University, Durham, DH1 3LE, UK*

⁵ *Cavendish Laboratory, Battcock Centre for Experimental Astrophysics, JJ Thomson Avenue, Cambridge, CB3 0HE, UK*

⁶ *Imperial Centre for Inference and Cosmology (ICIC), Imperial College, Prince Consort Road, London SW7 2AZ, U.K.*

⁷ *Department of Physics, University of Texas at Dallas, 800 West Campbell Road Richardson, Texas 75080-3021, USA*

⁸ *Department of Physics and Astronomy, University of Waterloo, Waterloo, ON, N2L 3G1, Canada*

⁹ *Perimeter Institute for Theoretical Physics, Waterloo, ON, N2L 2Y5, Canada*

¹⁰ *Department of Physics and Astronomy, University of New Mexico, Albuquerque, NM 87131, USA*

Published in *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, Volume 475, Issue 2, p.2743-2753 (2018)

Nous avons présenté dans cet article des observations du JVLA en bande L (1-2 GHz) de l'amas de galaxies Abell 2146 ($z = 0.232$). Cet amas est l'un des rares exemples de fusion de deux sous-amas dont la collision se produit dans le plan du ciel, de façon similaire à l'amas de la balle («*bullet cluster*»). Cette fusion crée deux larges chocs dans l'émission rayons X du ICM ($M \sim 2$, voir figure B.1 - gauche, Russell et al. 2010, 2012). De l'émission radio diffuse sous forme de halo ou de reliques devrait être détectée dans ce type d'environnement, mais les observations profondes du GMRT à 325 MHz n'ont pas été en mesure de la détecter (Russell et al., 2011).

Totalisant 11.1 heures, nos observations du JVLA ont révélé pour la première fois la présence d'une structure radio faible, s'étendant sur une distance de 850 kpc, allongée dans la même direction que la fusion des sous-amas, et contenue entre les deux chocs (voir figure B.1 - droite). Le bruit atteint dans l'image combinant l'ensemble des configurations (B, C et D) est de 12μ Jy/beam, soit plus d'un ordre de grandeur plus profond que les observations radio précédentes.

L'émission étendue identifiée consiste en une composante associée avec l'un des chocs et classifiée comme une relique ainsi qu'une seconde composante associée à l'un des deux sous-amas, correspondante à un halo (voir figure B.1 - gauche). Ces structures ont des puissances radio parmi les plus faibles détectées dans un amas ($P_{1.4GHz,halo} = 2.4 \pm 0.2 \times 10^{23}$ W Hz⁻¹ et $P_{1.4GHz,relique} = 2.2 \pm 0.2 \times 10^{23}$ W Hz⁻¹). Ces mesures de flux radio, la morphologie de l'émission diffuse délimitée par les chocs, de même que les mesures de l'état dynamique de l'amas suggèrent que le halo a été récemment créé et en est à ces premières phases de formation.

Ma contribution à cette publication a été de finaliser le processus d'imagerie en combinant les observations de toutes les configurations pour produire des images à différentes résolutions telle que l'image présentée à la figure B.1 - droite.

RÉFÉRENCES

- Russell H. R., Sanders J. S., Fabian A. C., Baum S. A., Donahue M., Edge A. C., McNamara B. R., O'Dea C. P., 2010, MNRAS, 406, 1721
- Russell H. R., et al., 2011, MNRAS Letter, 417, L1
- Russell H. R., et al., 2012, MNRAS, 423, 236

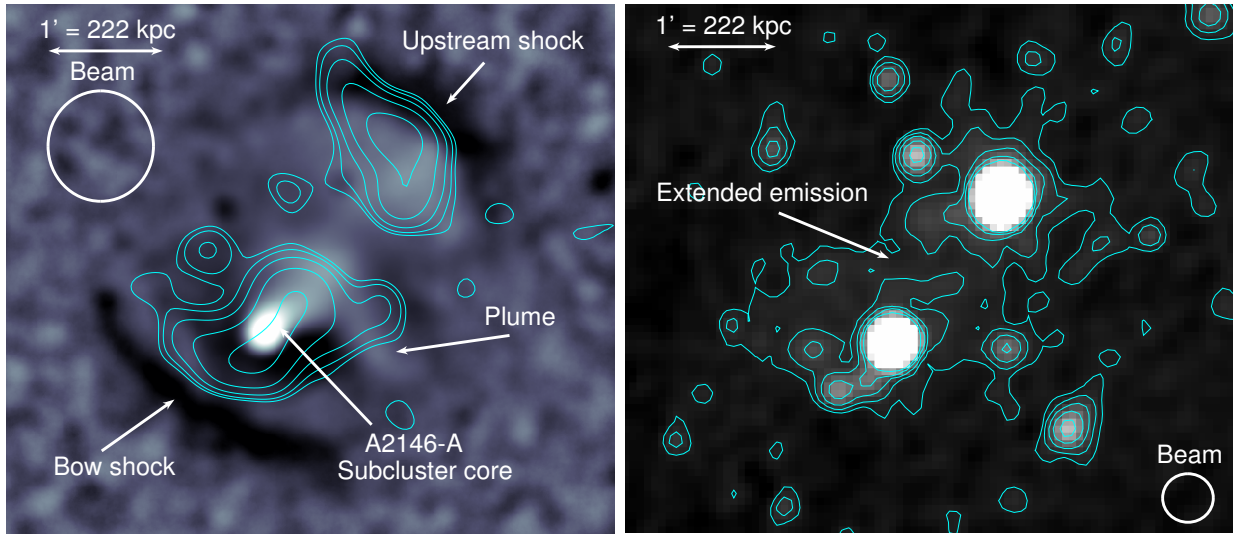


FIGURE B.1. Droite : Image rayons X de Chandra de l'amas Abell 2146 (0.3-7.0 keV, 420 ks d'exposition, Russell et al. 2010, 2012) avec les contours radio de l'image sans sources ponctuelles et combinant toutes les configurations du JVLA à 1-2 GHz, débutant à $3\sigma_{\text{rms}} = 0.7 \text{ mJy/beam}$. Les deux chocs («*upstream*» et «*bow*»), une «*plume*» d'émission rayons X et l'un des deux sous-amas étiqueté Abell 2146-A sont identifiés sur l'image. Les deux composantes d'émission radio sont visibles, de même que la résolution de l'image («*beam*»). Gauche : Image à basse résolution combinant toutes les configurations du JVLA à 1-2 GHz. Les contours débutent à $3\sigma_{\text{rms}} = 36\mu\text{Jy/beam}$. La résolution de l'image («*beam*») est indiquée en bas à droite. De l'émission radio étendue est visible détectée dans l'amas Abell 2146.

Annexe C

AUTRES PUBLICATIONS À TITRE DE CO-AUTEUR

C.1. IS THERE A GIANT KELVIN-HELMHOLTZ INSTABILITY IN THE SLOSHING COLD FRONT OF THE PERSEUS CLUSTER ?

Auteurs : Walker S, Hlavacek-Larrondo J, Gendron-Marsolais M, Fabian AC, Intema HT, Sanders JS, Bamford T.

Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 468, 2506 (2017)

Contributions : Utilisation des contours de l'image 230-470 MHz du JVLA de l'amas de Persée (voir chapitre 4) pour comparer à l'émission rayons X (observations de Chandra). Cette publication a été l'objet d'un communiqué de presse du NASA Goddard Space Flight Center ¹.

C.2. CHANDRA OBSERVATIONS OF THE HYPER-LUMINOUS INFRARED GALAXY IRAS F15307+3252

Auteurs : Hlavacek-Larrondo J, Gandhi P, Hogan M, Gendron Marsolais M, Edge A, Fabian AC, Russell H, Iwasawa K, Mezcua M

Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 464, 2223 (2016)

Contributions : Calculs de la détectabilité du HyLIRG («*Hyper-luminous infrared galaxies*») IRAS F15307+3252 avec l'ATHENA X-ray Observatory. Selon la réponse instrumentale d'ATHENA ², une exposition de 100 ks serait suffisante pour permettre l'étude détaillée des propriétés rayons X de cet objet.

1. <https://svs.gsfc.nasa.gov/12587>

2. La réponse instrumentale d'ATHENA est estimée à partir des fichiers disponibles sur <http://www.mpe.mpg.de/ATHENA-WFI/public/resources/>

C.3. SHAKEN SNOW GLOBES : KINEMATIC TRACERS OF THE MULTI-PHASE CONDENSATION CASCADE IN MASSIVE GALAXIES, GROUPS, AND CLUSTERS

Auteurs : M. Gaspari, M. McDonald, S. L. Hamer, F. Brighenti, P. Temi, M. Gendron-Marsolais, J. Hlavacek-Larrondo, A. C. Edge, N. Werner, P. Tozzi, M. Sun, J. M. Stone, G. R. Tremblay, M. T. Hogan, D. Eckert, S. Etti, H. Yu, V. Biffi, S. Planelles

The Astrophysical Journal, Volume 854, Issue 2, 167, 17 pp. (2018).

Contributions : Comparaison entre les simulations hydrodynamiques 3D du mécanisme d'accrétion chaotique froide («*chaotic cold accretion*», CCA) et les observations de Sitelle de la galaxie NGC 1275 présentées au chapitre 5. Une mesure de la dispersion en vitesse obtenue des raies de $H_\alpha + [NII]$ des filaments de NGC 1275 est comparée à celle du gaz rayons X (observations de Hitomi) ainsi qu'aux simulations. Une corrélation entre la dispersion en vitesse des filaments et celle du gaz rayons X est visible dans les observations de même que dans ces simulations.

Annexe D

COMPTE-RENDUS DE CONFÉRENCES

D.1. PROBING THE NON-THERMAL EMISSION IN ABELL 2146 AND THE PERSEUS CLUSTER WITH THE JVLA

Proceedings of the conference IAU Symposium 342 «Perseus in Sicily : from black hole to cluster outskirts» (Noto, Sicily), Cambridge University Press, in prep.

Auteurs : M. Gendron-Marsolais, J. Hlavacek-Larrondo

D.2. PROBING THE NON-THERMAL EMISSION IN ABELL 2146 AND THE PERSEUS CLUSTER WITH THE JVLA

American Astronomical Society, AAS Meeting #231, id.#342.29, 01/2018

Auteurs : M. Gendron-Marsolais, J. Hlavacek-Larrondo, R. van Weeren, T. Clarke, H. Intema, H. Russell, A. Edge, Alastair ; A. C. Fabian, M. Olamaie, C. Rumsey, L. King, B. McNamara, D. Fecteau-Beaucage, M. Hogan, M. Mezcua, G. Taylor, K. Blundell, J. Sanders

D.3. STATE-OF-THE-ART MULTI-WAVELENGTH OBSERVATIONS OF NEARBY BRIGHTEST GROUP/CLUSTER GALAXIES

American Astronomical Society, AAS Meeting #231, id.#306.03, 01/2018

Auteurs : M. Gendron-Marsolais, J. Hlavacek-Larrondo

D.4. IS THERE A GIANT KELVIN-HELMHOLTZ INSTABILITY IN THE SLOSHING COLD FRONT OF THE PERSEUS CLUSTER ?

Proceedings of the conference «The X-ray Universe 2017» (Rome, Italy), edited by J.-U. Ness and S. Migliari, p.233, 10/2017

Auteurs : S. Walker, J. Hlavacek-Larrondo, M. Gendron-Marsolais, A. C. Fabian, H. Intema, J. Sanders, T. Bamford

Contributions : Utilisation des contours de l'image 230-470 MHz du JVLA de l'amas de Persée (voir chapitre 4) pour comparer à l'émission rayons X (observations de Chandra).

D.5. BUOYANCY, UPLIFT, AND AGN FEEDBACK - DEEP CHANDRA AND XMM-NEWTON OBSERVATIONS OF THE RADIO OUTBURSTS IN NGC 4472 AND NGC 1399

Proceedings of the conference «The X-ray Universe 2017» (Rome, Italy), edited by J.-U. Ness and S. Migliari, p.118, 10/2017

Auteurs : R. Kraft, Y. Su, M. Gendron-Marsolais, E. Roediger, P. Nulsen, J. Hlavacek-Larrondo, W. Forman, C. Jones, S. Randall, M. Machacek

Contributions : Résultats de l'analyse des observations Chandra du groupe de galaxies dominé par NGC 4472 (voir chapitre 3).

D.6. IS THERE A GIANT KELVIN-HELMHOLTZ INSTABILITY IN THE SLOSHING COLD FRONT OF THE PERSEUS CLUSTER ?

American Astronomical Society, HEAD meeting #16, id.105.04, 08/2017

Auteurs : S. Walker, J. Hlavacek-Larrondo, M. Gendron-Marsolais, A. C. Fabian, H. Intema, J. Sanders

Contributions : Utilisation des contours de l'image 230-470 MHz du JVLA de l'amas de Persée (voir chapitre 4) pour comparer à l'émission rayons X (observations de Chandra).

D.7. SUBSONIC EVOLUTION OF THE RADIO BUBBLES IN THE NEARBY MASSIVE EARLY-TYPE GALAXY NGC 4472 : UPLIFT, BUOYANCY, AND HEATING

American Astronomical Society, AAS Meeting #229, id.404.08 (01/2017)

Auteurs : R. Kraft, M. Gendron-Marsolais, A. Bogdan, Y. Su, W. Forman, J. Hlavacek-Larrondo, C. Jones, P. Nulsen, S. Randall, E. Roediger,

Contributions : Résultats de l'analyse des observations Chandra du groupe de galaxies dominé par NGC 4472 (voir chapitre 3).

D.8. THE AGN-DRIVEN SHOCK IN NGC 4472

American Astronomical Society, HEAD meeting #15, id.111.08, 04/2016

Auteurs : M. Gendron-Marsolais, R. P. Kraft, A. Bogdan, W. R. Forman, J. Hlavacek-Larrondo, C. Jones, P. Nulsen, S. W. Randall, E. Roediger

D.9. AGN FEEDBACK IN THE PERSEUS CLUSTER

American Astronomical Society, HEAD meeting #15, id.101.03, 04/2016

Auteurs : Gendron-Marsolais, M. ; Hlavacek-Larrondo, J. ; Clarke, T. E. ; Intema, H. ; Fabian, A. C. ; Taylor, Gregory B. ; Blundell, Katherine

