

Université de Montréal

**Étude des bulles d'étoiles Wolf-Rayet dans la galaxie
M33 avec SITELLE**

par

Selin Tuquet

Département de physique
Faculté des arts et des sciences

Mémoire présenté en vue de l'obtention du grade de
Maître ès sciences (M.Sc.)
en Physique

28 avril 2022

Université de Montréal

Faculté des arts et des sciences

Ce mémoire intitulé

Étude des bulles d'étoiles Wolf-Rayet dans la galaxie M33 avec SITELLE

présenté par

Selin Tuquet

a été évalué par un jury composé des personnes suivantes :

Pierre Bergeron

(président-rapporteur)

Nicole St-Louis

(directeur de recherche)

Laurent Drissen

(codirecteur)

David Lafrenière

(membre du jury)

Résumé

Malgré leur rareté et leur vie éphémère, les étoiles massives, par l'entremise de leur forte émission de rayonnements ultraviolet et de leurs vents stellaires importants, ont un fort impact sur l'enrichissement du milieu interstellaire en éléments lourds, ainsi que sur son ionisation, sa structure et sa cinématique. L'étude des étoiles massives et de leur perte de masse est essentielle pour mieux comprendre l'évolution stellaire. En particulier en fin de vie, lors de la phase Wolf-Rayet, on constate parfois la présence d'une nébuleuse sous forme de bulle autour de ces étoiles. Dans le cadre de cette étude, nous analysons la présence et les caractéristiques de ces bulles autour d'étoiles Wolf-Rayet dans la galaxie M33, avec les données de SITELLE, un spectromètre imageur installé au télescope Canada-France-Hawaii. Sur les 211 étoiles Wolf-Rayet connues dans cette galaxie, nous avons pu en observer 178 et détecter la présence de bulles autour de 43 d'entre elles grâce à des critères que nous avons déterminés à partir de nos données. Nous avons analysé chacune d'entre elles et nous présentons notre analyse et les résultats obtenus. Nous remarquons notamment l'absence de biais favorisant la présence d'une bulle autour d'un type spectral par rapport aux autres, et la présence de bulles intriquées autour de certaines étoiles WR pouvant attester de l'évolution des vents stellaires durant les différentes phases de la vie de l'étoile.

Mots clés : Étoiles : matière circumstellaire – Étoiles : Wolf-Rayet – Galaxies : M33

Abstract

Despite their scarcity and their short lifetime, massive stars have a strong impact on the enrichment of the interstellar medium via their heavy element production, ultraviolet radiation and stellar wind emission. Hence, the study of massive stars and their mass-loss history is essential for the understanding of stellar evolution. Especially at the end of their lives, during the Wolf-Rayet stage, we often observe bubble-like nebulae surrounding massive stars. In this study, we analyze the presence and characteristics of these Wolf-Rayet bubbles in M33, with data from SITELLE, an instrument mounted on the Canada-France-Hawaii telescope. Of the 211 known Wolf-Rayet stars in M33, we were able to observe 178 of them and we detected the presence of a bubble around 43, according to the criteria we adopted based on our data. We present here the analysis and the results of our study. We find notably that the presence of bubbles doesn't seem to be correlated with the spectral type of the progenitor star, and we observe a structure of nested bubbles around some of the WR stars, enlightening us on the evolution of stellar winds during the different phases of a massive star's life.

Keywords : Stars : circumstellar matter – Stars : Wolf-Rayet – Galaxies : M33

Table des matières

Résumé	v
Abstract	vii
Table des figures	xiii
Liste des tableaux	xvii
Liste des sigles et des abréviations	xix
Dédicace	xxi
Remerciements	xxiii
Chapitre 1. Mise en contexte théorique	1
1.1. Les étoiles massives	1
1.1.1. Les étoiles massives dans l'Univers	1
1.1.2. L'évolution des étoiles massives	4
1.1.3. Les étoiles Wolf-Rayet	9
1.2. Perte de masse par vents stellaires	12
1.2.1. Les vents stellaires	12
1.2.2. Les bulles de vent stellaire	16
1.2.3. Les bulles Wolf-Rayet	17
1.3. La galaxie spirale M33	19
1.3.1. Historique et caractéristiques	19
1.3.2. Les étoiles Wolf-Rayet et leurs bulles dans M33	21
Chapitre 2. Données et techniques utilisées	23
2.1. SITELLE	23
2.2. Télescope spatial Hubble	27
2.3. Réduction et analyse des données	29

Chapitre 3. Wolf-Rayet nebulae in M33 as seen by SITELLE : I. The catalogue and overview	33
3.1. Introduction	36
3.2. Observations.....	38
3.2.1. SITELLE.....	38
3.2.2. Hubble Space Telescope.....	40
3.2.3. Alignment of cubes	40
3.3. Analysis	40
3.3.1. Spectral line maps	40
3.3.2. Nebulae identification.....	44
3.4. Individual objects.....	45
3.4.1. Some WR bubbles	45
3.4.1.1. <i>J013327.76+303150.9 (F4-1)</i>	45
3.4.1.2. <i>J013342.53+303314.7 (F4-3)</i>	49
3.4.1.3. <i>J013345.99+303602.7 (F4-4)</i>	51
3.4.1.4. <i>J013307.80+302951.1 (F7-2)</i>	51
3.4.1.5. <i>J013416.28+303646.4 (F3-2)</i>	51
3.4.1.6. <i>J013406.80+304727.0 (F1-2)</i>	52
3.4.1.7. <i>J013404.07+304658.3 (F1-1)</i>	52
3.4.1.8. <i>J013334.04+304117.2 (F2-3)</i>	53
3.4.1.9. <i>J013340.69+304253.7 (F2-5)</i>	53
3.4.1.10. <i>J013352.71+304502.0 (F2-14)</i>	54
3.4.1.11. <i>J013350.71+305636.7 (F5-1)</i>	54
3.4.2. Uncertain bubble candidates.....	54
3.4.2.1. <i>J013310.77+302734.2</i>	55
3.4.2.2. <i>J013347.83+303338.1</i>	56
3.4.2.3. <i>J013358.69+303526.5</i>	57
3.4.2.4. <i>J013310.74+303900.2</i>	57
3.4.2.5. <i>J013434.26+304637.8</i>	57
3.4.2.6. <i>J013402.93+305126.2</i>	58
3.4.2.7. <i>J013300.20+303015.3 and J013309.14+304954.5</i>	58
3.5. Discussion	59
3.5.1. Statistics and correlations.....	59

3.5.2. Evolutionary scenario	62
3.5.3. Comparison with previous studies	65
3.5.3.1. Comparison with galactic bubbles.....	65
3.5.3.2. Comparison with the LMC results	66
3.5.3.3. Comparison with previous studies in M33.....	67
3.6. Conclusions.....	67
Acknowledgements.....	69
Data Availability	69
Appendix A. Line ratio variations	70
Appendix B. Confirmed WR bubbles in M33.....	71
Chapitre 4 : Conclusion	117
Bibliographie.....	119

Table des figures

1.1	Fonction de masse initiale selon différents auteurs	2
1.2	Diagramme HR de l'évolution de plusieurs étoiles massives	4
1.3	Schéma du cycle CNO	5
1.4	Structure d'une étoile massive en "couches d'oignon"	8
1.5	Évolution temporelle d'un modèle de $60 M_{\odot}$	15
1.6	Évolution temporelle d'un modèle de $35 M_{\odot}$	15
1.7	NGC6888, la nébuleuse du Croissant	17
1.8	Image de NGC 6888 dans son environnement	19
1.9	Région centrale de la galaxie M33	20
2.1	Image de SITELLE	24
2.2	Schéma de SITELLE	25
2.3	Spectre intégré de la bulle F4-1	27
2.4	Bandes passantes des filtres F475W et F814W (HST)	28
2.5	Superposition de 4 champs de M33 observés avec SITELLE et l'instrument ACS/WFC du HST	29
3.1	Spectrum obtained by SITELLE	39
3.2	M33 fields studied with SITELLE	41
3.3	$H\alpha$ and HST images of F4-1	43
3.4	Example of a WR bubble vs. other WR stars	46
3.5	Some spectral line maps of F4-1	46
3.6	Velocity and dispersion around F4-1	48
3.7	Line ratio maps around F4-1	48
3.8	BPT diagram around F4-1	49
3.9	Color-magnitude diagram around F4-1	50

3.10	H α images of bubbles	55
3.11	Uncertain bubbles (1/2)	55
3.12	Uncertain bubbles (2/2)	56
3.13	Velocity maps	61
3.14	Velocity dispersion maps	62
3.15	[OIII]/[OII] versus distance for WN-type stars	70
3.16	[OIII]/[OII] versus distance for WC-type stars	71
3.17	[OIII]/H β versus distance for WN-type stars	71
3.18	[OIII]/H β versus distance for WC-type stars.....	72
3.19	Spectral line, line ratio, velocity and dispersion of velocity maps of F1-1,around J013404.07+304658.3.....	73
3.20	Same as Fig. 3.19 for F1-2, around J013406.80+304727.0.....	74
3.21	Same as Fig. 3.19 for F1-3, around J013407.85+304145.1.....	75
3.22	Same as Fig. 3.19 for F1-4, around J013423.02+304650.0.....	76
3.23	Same as Fig. 3.19 for F1-5, around J013438.98+304119.8.....	77
3.24	Same as Fig. 3.19 for F1-6, around J013443.51+304919.4.....	78
3.25	Same as Fig. 3.19 for F2-1, around J013312.61+304531.0.....	79
3.26	Same as Fig. 3.19 for F2-2, around J013312.95+304459.4.....	80
3.27	Same as Fig. 3.19 for F2-3, around J013334.04+304117.2.....	81
3.28	Same as Fig. 3.19 for F2-4, around J013340.32+304600.9.....	82
3.29	Same as Fig. 3.19 for F2-5, around J013340.69+304253.7.....	83
3.30	Same as Fig. 3.19 for F2-6, around J013341.65+303855.2.....	84
3.31	Same as Fig. 3.19 for F2-7, around J013341.91+304202.7.....	85
3.32	Same as Fig. 3.19 for F2-8, around J013344.40+303845.9.....	86
3.33	Same as Fig. 3.19 for F2-9, around J013347.67+304351.3.....	87
3.34	Same as Fig. 3.19 for F2-10, around J013347.96+304506.6.....	88
3.35	Same as Fig. 3.19 for F2-11, around J013348.85+303949.6.....	89
3.36	Same as Fig. 3.19 for F2-12, around J013350.26+304134.7.....	90
3.37	Same as Fig. 3.19 for F2-13, around J013352.71+303907.3.....	91
3.38	Same as Fig. 3.19 for F2-14, around J013352.71+304502.0.....	92

3.39	Same as Fig. 3.19 for F3-1, around J013415.38+303423.2.....	93
3.40	Same as Fig. 3.19 for F3-2, around J013416.28+303646.4.....	94
3.41	Same as Fig. 3.19 for F3-3, around J013416.35+303712.3.....	95
3.42	Same as Fig. 3.19 for F3-4, around J013417.21+303334.7.....	96
3.43	Same as Fig. 3.19 for F3-5, around J013419.16+303127.7.....	97
3.44	Same as Fig. 3.19 for F3-6, around J013419.68+303343.0.....	98
3.45	Same as Fig. 3.19 for F3-7, around J013421.21+303758.2.....	99
3.46	Same as Fig. 3.19 for F4-1, around J013327.76+303150.9.....	100
3.47	Same as Fig. 3.19 for F4-2, around J013335.73+303629.1.....	101
3.48	Same as Fig. 3.19 for F4-3, around J013342.53+303314.7.....	102
3.49	Same as Fig. 3.19 for F4-4, around J013345.99+303602.7.....	103
3.50	Same as Fig. 3.19 for F4-5, around J013346.80+303334.5.....	104
3.51	Same as Fig. 3.19 for F4-6, around J013350.23+303342.4.....	105
3.52	Same as Fig. 3.19 for F4-7, around J013351.84+303328.4.....	106
3.53	Same as Fig. 3.19 for F4-8, around J013357.20+303512.0.....	107
3.54	Same as Fig. 3.19 for F4-9, around J013359.39+303337.5.....	108
3.55	Same as Fig. 3.19 for F5-1, around J013350.71+305636.7.....	109
3.56	Same as Fig. 3.19 for F6-1, around J013314.56+305319.6.....	110
3.57	Same as Fig. 3.19 for F7-1, around J013257.88+303549.8.....	111
3.58	Same as Fig. 3.19 for F7-2, around J013307.80+302951.1.....	112
3.59	Same as Fig. 3.19 for F7-3, around J013312.44+303848.0.....	113
3.60	Same as Fig. 3.19 for F8-1, around J013256.84+302724.9.....	114
3.61	Same as Fig. 3.19 for F8-2, around J013303.71+302326.3.....	115

Liste des tableaux

1.1	Temps passé dans les différentes phases de la vie des étoiles massives	6
1.2	Exemple d'une étoile de masse initiale $15 M_{\odot}$	7
1.3	Classes et sous-classes d'étoiles Wolf-Rayet	10
1.4	Tableau de la métallicité, WR/O, WC/WN et SGR/WR	11
2.1	Caractéristiques de SITELLE	25
2.2	Les raies caractéristiques des filtres de SITELLE	30
3.1	Characteristics of the datacubes	39
3.2	Number of WR stars found in SITELLE fields of M33	42
3.3	Spectral subtypes of observed WR stars	59
3.4	Parameters of the nebulae around WR stars in M33 identified in this study	63

Liste des sigles et des abréviations

- CFHT Télescope Canada-France-Hawaii, de l'anglais *Canada-France-Hawaii telescope*
- HST Télescope spatial Hubble, de l'anglais *Hubble space telescope*
- WR Wolf-Rayet

À ma famille et mes amis

Remerciements

Je voudrais prendre, avant tout, le temps d'apprécier mon parcours. Je suis fière de moi, pour avoir eu la force de mener à bout ce projet, malgré les conditions spéciales dans lesquelles nous nous sommes trouvés avec la pandémie. Mener à terme une maîtrise en physique seule et depuis ma chambre, en enchaînant les confinements, a été particulièrement difficile, mais je n'en reste pas moins heureuse et fière d'avoir pu faire part de ce beau projet. Je suis reconnaissante d'avoir pu réaliser le tout grâce à mon entourage incroyable, que je voudrais remercier sincèrement.

À moi, enfant, qui rêvais d'étoiles et de galaxies lointaines, je suis ravie de pouvoir te rendre fière et je te remercie de m'avoir donné cette passion qui m'a aidé à toujours garder la force et la motivation d'aller plus loin et d'accomplir nos rêves.

À Nicole et Laurent, qui ont été les meilleurs superviseurs et soutiens dont un étudiant peut rêver. Mille mercis de m'avoir donné la chance de faire partie de ce projet et de m'avoir accompagnée tout le long.

À mes parents, bien évidemment, sans qui je ne serais ni sur cette planète, ni à l'autre bout de celle-ci, à réaliser mon rêve de vivre et étudier au Canada. Merci à vous et à ma sœur, mes grands-mères, tantes et cousins pour votre support et votre amour inconditionnel.

À Érika, Léo, Mylène et Renzo. Merci pour ces deux belles années à me soutenir et m'accompagner quotidiennement. Rendu là, je n'ai aucun doute sur le fait que vous êtes devenus des experts en Wolf-Rayet à force de m'en entendre parler constamment.

Gabriel, merci d'être mon pilier et de me rappeler sans cesse de ne pas baisser les bras. Ta confiance en moi me pousse toujours à donner mon meilleur, je ne sais pas comment j'aurais fait sans ton amour et ton support.

Chapitre 1

Mise en contexte théorique

1.1. Les étoiles massives

1.1.1. Les étoiles massives dans l'Univers

Deux forces principales s'affrontent et se compensent pour assurer la stabilité au sein de la plupart des étoiles : la force gravitationnelle, qui agit vers l'intérieur de l'étoile, et le gradient de pression de gaz, qui s'exerce vers l'extérieur. Dans le cas des étoiles massives, la pression radiative s'ajoute aux deux premières. La luminosité d'une étoile, et par conséquent la pression radiative exercée en son intérieur, est directement reliée à sa masse. La masse initiale d'une étoile a alors un impact important sur le rôle respectif de ces forces et donc sur son évolution.

Les étoiles massives, qui explosent en supernova à la fin de leur vie, sont des étoiles dont la masse initiale dépasse $8 M_{\odot}$ (masses solaires), et celle-ci peut aller jusqu'à environ 150 à $200 M_{\odot}$. Durant la séquence principale (et à métallicité solaire), elles peuvent atteindre des températures effectives et luminosités allant de $T_{eff} = 24\,000\text{ K}$, $L = 10^{3.6} L_{\odot}$ pour une étoile de $9 M_{\odot}$ jusqu'à plus de $50\,000\text{ K}$ et $10^6 L_{\odot}$ pour des masses initiales de plus de $100 M_{\odot}$ (Massey, 2013). Voyons donc plus en détails les spécificités de ces astres, l'utilité de les étudier et leur schéma évolutif. Nous nous attarderons plus spécifiquement à la phase Wolf-Rayet de cette évolution, qui nous intéresse particulièrement dans le cadre de cette étude.

Selon la fonction de masse initiale (voir la Figure 1.1), qui représente la distribution des masses initiales d’une population stellaire, malgré les incertitudes sur l’universalité de celle-ci et la limite des étoiles de très faibles masses, le nombre N d’étoiles d’une certaine masse $M > 1M_{\odot}$ suit la loi suivante :

$$dN \propto M^{-\alpha} dM \quad (1.1.1)$$

Selon Salpeter (1955), $\alpha = 2.35$ est en accord avec ses observations. Cette valeur est encore acceptée et utilisée aujourd’hui, et illustre bien la rareté des étoiles les plus massives dans les populations stellaires.

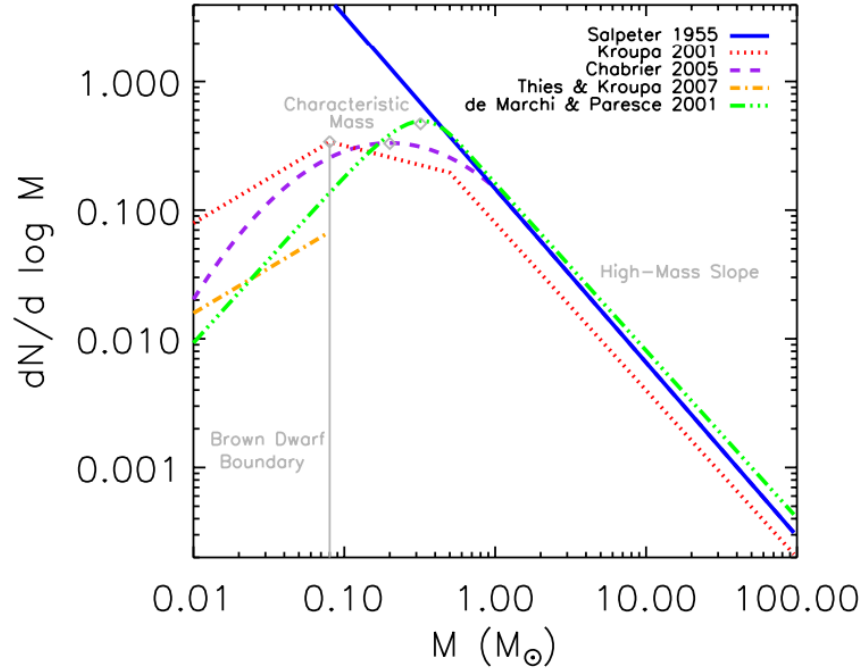


Figure 1.1 – Fonction de masse initiale selon différents auteurs, repris de Offner et al. (2014). Bien qu’on constate une différence entre chaque auteur pour les étoiles de faibles masses, la limite des masses plus élevées concorde.

Comme mentionné précédemment, il existe une relation entre la masse M d’une étoile et la luminosité L de celle-ci, comme l’a montré pour la première fois Eddington (1924) :

$$L \propto M^{\alpha} \quad (1.1.2)$$

La valeur de α dépend de la masse initiale mais varie entre 1 et 5, et décroît pour une masse croissante. Ceci est dû au fait que la pression radiative est plus forte pour une étoile massive, causant des instabilités et/ou de la perte de masse importante par vents stellaires. De par le fait qu'elles sont initialement moins nombreuses, et en raison de leur durée de vie très courte, ces étoiles sont très rares.

Nous savons que les étoiles massives sont des étoiles lumineuses et chaudes. La loi de Stefan-Boltzmann relie la luminosité L et la température effective T_{eff} (et le rayon R) comme :

$$L = 4\pi R^2 \sigma T_{eff}^4 \quad (1.1.3)$$

D'autre part, la loi du déplacement de Wien donne la longueur d'onde d'émission maximale λ_{max} en fonction de la température T d'un corps noir :

$$\lambda_{max} = \frac{b}{T} \quad (1.1.4)$$

où b est la constante de Wien.

Ces relations illustrent le déplacement vers l'UV de l'émission d'une étoile chaude. Bien qu'elles soient peu nombreuses, les étoiles massives sont les principales sources de production de rayonnement UV.

Elles sont également d'importantes sources d'enrichissement du milieu interstellaire, par le biais de leurs vents stellaires (voir Section 1.2) et lors des dernières phases de leur évolution lorsqu'elles explosent en supernovae. La matière éjectée par ces étoiles enrichit les nuages moléculaires, qui donnent naissance aux futures générations d'étoiles : il est donc important de comprendre et d'étudier le processus de formation, les différents stades évolutifs et les phénomènes d'éjection de matière provenant de ces étoiles afin de démystifier plus généralement l'évolution des populations stellaires.

1.1.2. L'évolution des étoiles massives

Nous avons vu les caractéristiques d'une étoile massive jusqu'ici. Ces dernières influent fortement sur l'évolution de l'étoile qui traverse des phases évolutives différentes, comparativement à une étoile de masse solaire ou sub-solaire. Dans cette partie, nous nous concentrons plus spécifiquement sur la séquence principale et les étapes subséquentes. La formation des étoiles massives et les phases précédentes à la séquence principale sont très bien résumées et étudiées par exemple dans Zinnecker & Yorke (2007).

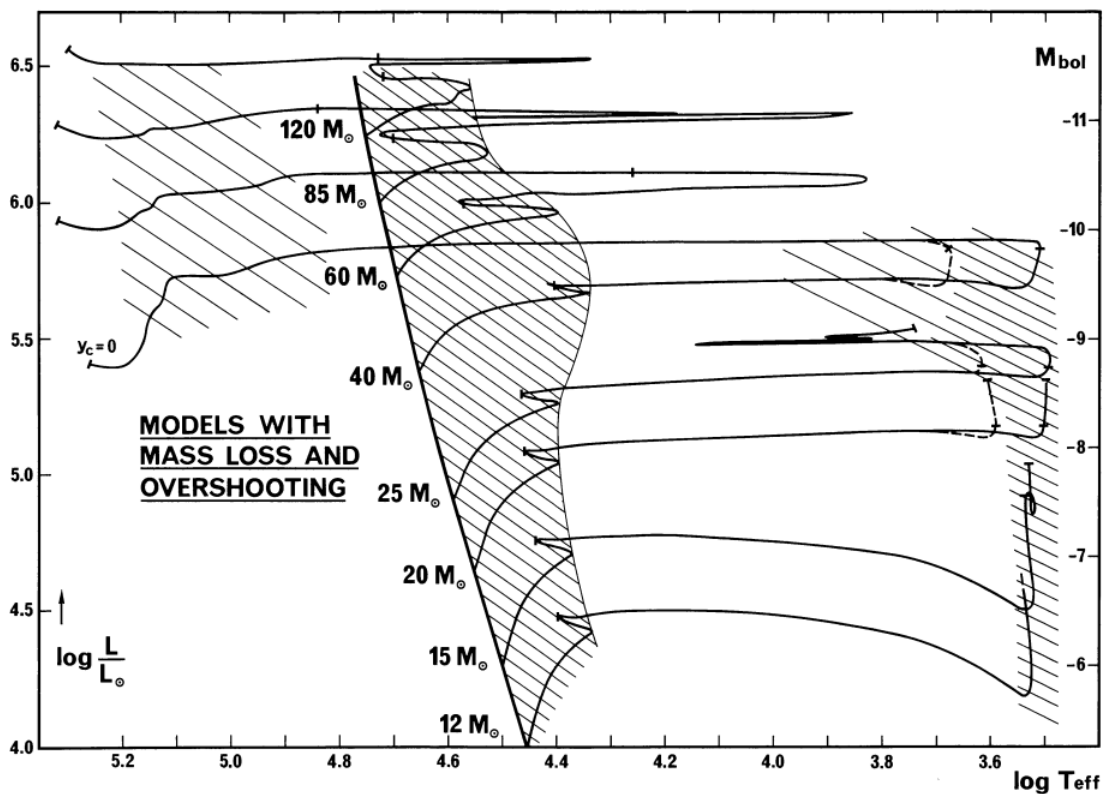


Figure 1.2 – Diagramme HR de l'évolution de plusieurs étoiles massives de masses initiales différentes, avec la fraction de masse d'hydrogène $X = 0.7$ et la fraction de masse de tous les éléments excepté l'hydrogène et l'hélium (la métallicité) $Z = 0.02$. Les coupures le long de ces trajets évolutifs indiquent, dans l'ordre : l'épuisement de H dans le noyau, le début de la combustion de He, et l'épuisement de He dans le noyau. Figure tirée de Maeder & Meynet (1987).

La plus grande partie de la vie d'une étoile se passe sur la séquence principale (voir Tableau 1.1). Durant cette phase, c'est l'hydrogène qui est la source des réactions nucléaires dans le coeur de l'étoile. Sur la Figure 1.2, cela correspond à la première zone hachurée

du diagramme HR. Les réactions qui ont lieu durant cette phase sont principalement les réactions de la chaîne proton-proton (pp) pour les étoiles de faibles masses, mais c'est le cycle CNO qui domine pour les étoiles les plus massives (voir Figure 1.3). Au cycle CN de base s'ajoutent des cycles ON dont l'importance dépend de la température. Le nombre total de noyaux de C, N et O ne change pas lors du cycle CNO mais ce sont plutôt les ratios entre ces différents éléments qui sont modifiés (Maeder, 2009). Le résultat net convertit l'hydrogène en hélium et mène à une accumulation d'azote. D'autres réactions de moindre importance mais qui modifient les ratios isotopiques existent également.

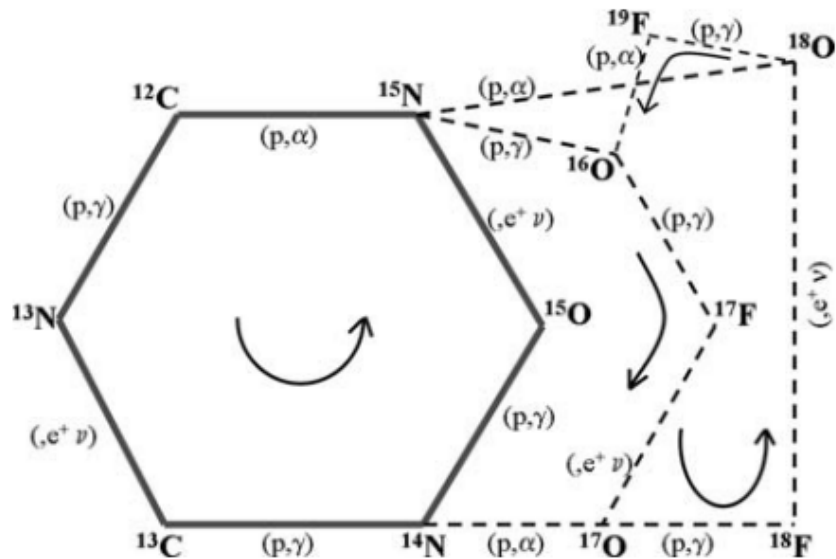


Figure 1.3 – Schéma du cycle CNO. Figure tirée de Maeder (2009)

Dans les étoiles massives, dû à la grande quantité d'énergie produite, on retrouve un coeur convectif : la matière est turbulente et le transport d'énergie se fait par mouvements macroscopiques de matière. Dû à son inertie, la matière peut même dépasser la limite de la zone convective : on parle alors d'*overshooting*. Ceci élargit les limites du coeur de l'étoile où les réactions nucléaires ont lieu. Avec l'augmentation de la luminosité et donc de la pression de radiation, les couches extérieures s'élargissent, le refroidissement qui y est associé augmente l'opacité du gaz et diminue la température effective : on constate un déplacement vers le haut et la droite dans le diagramme HR comme illustré dans la Figure 1.2.

Tableau 1.1 – Temps passé dans les différentes phases de la vie des étoiles massives de différentes masses initiales (en millions d’années). Tableau de Maeder & Meynet (1987).

Initial mass	H-burning phase	He-burning phase	C-burning phase	WR phase	t_{WR}/t_{\odot}	t_{WN}/t_{WC}
120 M_{\odot}	2.9379	0.5132	0.001051	0.508	0.17	2.02
85	3.3245	0.4998	0.001826	0.488	0.15	1.73
60	3.7108	0.6085	0.001940	0.542	0.17	1.34
40	4.7912	0.6395	0.004884	0.492	0.12	1.22
25	7.0887	1.1718	0.007164	–	–	–
20	8.8064	1.2574	0.009136	–	–	–
15	12.1052	1.6329	0.017900	–	–	–

Durant la séquence principale, l’étoile est encore relativement stable. Pour une étoile massive, la pression radiative est plus importante et provoque une perte de masse par vents stellaires entraînés par celle-ci. Durant cette phase, elle atteint des valeurs de 10^{-7} - 10^{-6} M_{\odot} /an environ comme mentionné par Chu (2016).

Lorsque l’étoile épuise ses réserves d’hydrogène dans le noyau, la combustion d’hydrogène continue dans une couche au-dessus du coeur et l’étoile quitte alors la séquence principale. Plus tard, c’est l’hélium qui prend le relais dans le noyau lorsque la température atteint le seuil de brûlage (environ 1×10^8 K). Pour une étoile massive, cela arrive plus rapidement, étant donné que l’étoile consomme à plus grande vitesse ses réserves d’hydrogène. Un exemple illustrant les durées de chaque phase de l’évolution pour des étoiles de différentes masses initiales est présenté dans le Tableau 1.1. La réaction triple- α qui a lieu alors dans le coeur de l’étoile, consiste en la transformation de trois particules α (noyau de hélium-4) en carbone et éventuellement la fusion de celui-ci avec plus d’hélium pour former de l’oxygène. Suite à ces réactions, l’abondance en C et O dans l’étoile augmentera. Les vents stellaires deviennent également plus forts et les phases subséquentes à la séquence principale peuvent alors devenir moins stables. Pour les supergéantes rouges (SGR, étoiles très étendues et froides, avec $R=200$ - $800 R_{\odot}$ et $T_{eff} = 3500$ - 4500 K), ils atteignent 10^{-5} - 10^{-4} M_{\odot} / an (Pols, 2011). Ce sont des vents lents mais denses qui éjectent la matière de l’étoile dans le milieu environnant.

Les phases subséquentes voient alors la combustion d’éléments de plus en plus lourds dans le coeur de l’étoile, comme illustré au Tableau 1.2.

Tableau 1.2 – Exemple d’une étoile de masse initiale $15 M_{\odot}$. Tableau de Pols (2011) reprenant les données de Woosley et al. (2002).

burning stage	T (10^9 K)	ρ (g/cm^3)	fuel	main products	timescale
hydrogen	0.035	5.8	H	He	1.1×10^7 yr
helium	0.18	1.4×10^3	He	C, O	2.0×10^6 yr
carbon	0.83	2.4×10^5	C	O, Ne	2.0×10^3 yr
neon	1.6	7.2×10^6	Ne	O, Mg	0.7 yr
oxygen	1.9	6.7×10^6	O, Mg	Si, S	2.6 yr
silicon	3.3	4.3×10^7	Si, S	Fe, Ni	18 d

Les supergéantes rouges (SGR), comme mentionné plus haut, sont des étoiles étendues et froides. C’est un stade avancé dans l’évolution des étoiles massives de plus faibles masses initiales (en dessous de $25 M_{\odot}$) qui a lieu durant la combustion de l’hélium dans le coeur de l’étoile. Suite à la séquence principale, durant la combustion de l’hydrogène dans une couche au dessus du coeur de l’étoile, celle-ci s’élargit et se refroidit. Les étoiles plus massives quant à elles ne refroidissent pas assez pour atteindre le stade de SGR et demeurent dans la partie bleue du diagramme HR. Durant cette phase évolutive, l’étoile connaît une perte de masse importante (Meynet et al., 2011). Alors que certaines étoiles restent dans ce stade jusqu’à l’explosion en supernova à la fin de leur vie, d’autres continueront leur trajectoire dans le diagramme HR vers le bleu, atteignant le stade d’étoile Wolf-Rayet avant la fin de leur vie (Meynet et al., 2015). La métallicité, le taux de perte de masse, et la présence d’un éventuel compagnon (système binaire) influenceront directement la longueur de chaque phase évolutive et détermineront si l’étoile atteindra la phase Wolf-Rayet ou non durant sa vie (Meynet et al., 2011).

Les étoiles LBV (*Luminous Blue Variable*), mentionnées pour la première fois par Hubble & Sandage (1953), sont très lumineuses. Elles sont proches de la limite de Humphreys & Davidson (1994), les rendant instables photométriquement et spectroscopiquement. Elles connaissent alors de fortes éjections de masse et une variation de luminosité importante par phases, d’où leur appellation. Ce stade évolutif est l’une des possibles phases progénitrices à la phase Wolf-Rayet, bien que les propriétés et scénarios évolutifs associés soient encore sources de débats. Récemment, Smith (2017, 2019) a suggéré la possibilité d’une évolution binaire des LBV, ce qui expliquerait non seulement leur isolement flagrant par rapport à

d'autres types d'étoiles, mais aussi les propriétés observées au niveau de leur luminosité, composition et dynamique. Ainsi, ces étoiles ne seraient pas forcément les plus massives ni les plus lumineuses comme on aurait pu le croire, et ne correspondrait pas forcément à un stade de transition entre la séquence principale et la phase Wolf-Rayet. Selon ce scénario, l'étoile de type O suite à la séquence principale évoluerait soit en tant que donneur, perdant ainsi son enveloppe d'hydrogène dans une échange de masse avec son compagnon et devenant une étoile Wolf-Rayet, soit en tant qu'accréteur, pouvant ainsi devenir une étoile LBV. Dans les deux cas, que ce soit par évolution en système binaire ou seule, les étoiles LBV jouent un rôle dans l'évolution des étoiles Wolf-Rayet.

L'étoile Wolf-Rayet est le résultat d'une étoile de type O ayant perdu une fraction importante de ses couches extérieures. L'étoile révèle à sa surface même les produits des réactions progressives (couches d'oignons, voir Figure 1.4) ayant lieu plus en profondeur.

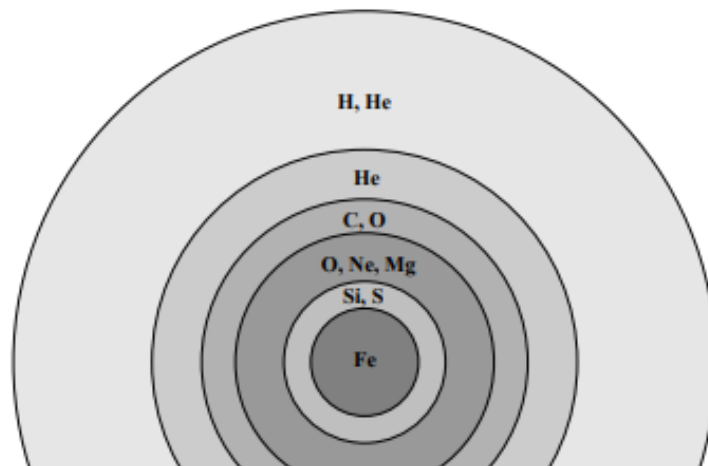


Figure 1.4 – Structure d'une étoile massive en "couches d'oignon" à la fin de son évolution. Schéma tiré de Pols (2011).

Ce sont donc des étoiles massives évoluées caractérisées principalement par un spectre présentant des raies d'émission, qui se forment dans l'enveloppe de l'étoile. C'est cette phase particulière dans la vie d'une étoile massive évoluée qui nous intéresse et qui est au coeur du projet de recherche présenté ici. L'étoile passe environ 10% de sa vie (d'environ 5×10^6 années) dans cette phase.

Dans l'évolution des étoiles les plus massives, la phase Wolf-Rayet correspond donc à la dernière étape avant l'explosion en supernova, selon le scénario de Conti (1975). Une variation de ce scénario par Crowther (2007a) est présentée ici :

- Pour les étoiles ayant une masse supérieure à $75 M_{\odot}$: $O \rightarrow WN$ (riche en H) $\rightarrow LBV \rightarrow WN$ (pauvre en H) $\rightarrow WC \rightarrow SN Ic$
- Pour les étoiles ayant une masse entre $40 M_{\odot}$ et $75 M_{\odot}$ environ : $O \rightarrow LBV \rightarrow WN$ (pauvre en H) $\rightarrow WC \rightarrow SN Ic$
- Pour les étoiles ayant une masse d'environ $25 M_{\odot}$ à $40 M_{\odot}$: $O \rightarrow LBV/SGR \rightarrow WN$ (pauvre en H) $\rightarrow SN Ib$

À la suite de cette évolution, le coeur de l'étoile massive est composé d'éléments lourds et ne peut plus produire d'énergie par réactions nucléaires. Ce coeur s'effondre et provoque l'explosion en supernova, qui correspond à la fin de la vie de l'étoile.

1.1.3. Les étoiles Wolf-Rayet

De manière générale, nous pouvons déterminer la composition d'une étoile, sa vitesse de déplacement, et estimer même sa masse par l'étude de son spectre. On y retrouve des raies d'absorption dont la longueur d'onde caractérise l'élément par lequel le rayonnement a été absorbé. La découverte en 1867 par Charles Wolf et George Rayet d'étoiles dont les spectres étaient caractérisés par des raies en émission, contrairement à des spectres stellaires qui sont habituellement caractérisés par la présence de raies en absorption, mène à la définition d'un nouveau stade évolutif dans la vie des étoiles massives : les étoiles Wolf-Rayet. Cette émission provient en réalité de son enveloppe, ionisée par la radiation de celle-ci.

Les étoiles Wolf-Rayet atteignent des luminosités autour de $10^{5-6.5} L_{\odot}$, une température effective de 10^{4-5} K, et une perte de masse de 5×10^{-6} à $10^{-4} M_{\odot}$ par année. Elles sont divisées en deux, voire trois types en fonction de la nature des raies d'émission présentes dans leur spectre. On retrouve les étoiles WN, caractérisées par la présence des raies des produits de la combustion de l'hydrogène (l'hélium et l'azote) et de la perte de ses couches externes. Au fur et à mesure de son évolution, l'étoile commence à dévoiler les produits de la

Tableau 1.3 – Résumé des différentes classes et sous-classes d'étoiles Wolf-Rayet ainsi que les critères de classifications par van der Hucht (2001)

WN types	Nitrogen emission lines	Other emission criteria
WN2	N v weak or absent	He II strong
WN2.5	N v present, N IV absent	
WN3	N IV \ll N v, N III weak or absent	
WN4	N IV \approx N v, N III weak or absent	
WN4.5	N IV $>$ N v, N III weak or absent	
WN5	N III \approx N IV \approx N v	
WN6	N III \approx N IV, N v present but weak	
WN7	N III $>$ N IV, N III $<$ He II 4686	He I weak P-Cyg
WN8	N III \gg N IV, N III \approx He II 4686	He I strong P-Cyg
WN9	N III $>$ N II, N IV absent	He I P-Cyg
WN10	N III \approx N II	Balmer lines, He I P-Cyg
WN11	N II \approx He II, N III weak or absent	Balmer lines, He I P-Cyg
WC types	Carbon emission lines	Other emission criteria
WC4	C IV strong, C II weak or absent	O v moderate
WC5	C III \ll C IV	C III $<$ O v
WC6	C III \ll C IV	C III $>$ O v
WC7	C III $<$ C IV	C III \gg O v
WC8	C III $>$ C IV	C II absent, O v weak or absent
WC9	C III $>$ C IV	C II present, O v weak or absent
WO types	Oxygen emission lines	Other emission criteria
WO1	O VII \geq O v, O VIII present	C III absent
WO2	O VII $<$ O v	C IV $<$ O VI, C III absent
WO3	O VII weak or absent	C IV \approx O VI, C III absent
WO4		C IV \gg O VI, C III absent

combustion de l'hélium, phase subséquente à la séquence principale, dans son spectre. On y retrouve alors des raies de carbone, voire d'oxygène. Cela correspond aux étoiles WC (puis, éventuellement, WO).

Ces classifications sont elles-même subdivisées par Smith (1968) et mises à jour par des études subséquentes en fonction du ratio des différents états d'ionisation de l'azote, pour les WN (et des critères additionnels dépendant de l'hélium également), et du carbone et de l'oxygène pour les WC (et WO). Le tableau récapitulatif des classifications de van der Hucht (2001) est présenté dans le Tableau 1.3. On qualifie, dans chaque classe, les sous-classes inférieures à 5-6 comme *early* (WNE et WCE pour les WN et WC respectivement) et les supérieures comme *late* (WNL et WCL), respectivement les plus chaudes et les plus froides. Des suffixes supplémentaires (Smith et al., 1996) ajoutés à la classification générale peuvent détailler les caractéristiques d'une étoile comme 'h' qui représente la présence d'émission d'hydrogène, par exemple.

Tableau 1.4 – Tableau représentant la métallicité, le taux d'étoiles Wolf-Rayet comparativement aux étoiles O recensées dans la galaxie en question, le taux de WC/WN et de SGR/WR résumé par Maeder (2009) basé sur les données de Maeder & Conti (1994) et Massey (2003)

Galaxy	Z	WR/O	WC/WN	RSG/WR
M31	0.036	0.24	0.90	0.06
Milky Way	0.018	0.10	0.88	~ 1
M33(inner)	0.020	0.06	0.58	0.2
M33(middle)	0.016	0.06	0.38	0.3
M33(outer)	0.007	0.06	0.20	1.4
LMC	0.008	0.04	0.20	2.0
NGC 6822	0.005	0.02	0.00	2.0
SMC	0.004	0.017	0.10	8.4
IC 1613	0.003	0.02	–	–

La distribution des différentes classes d'étoiles, et le nombre d'étoiles Wolf-Rayet par rapport aux étoiles O, sont dépendantes de la métallicité de l'environnement (Crowther, 2007a) : dans un environnement avec une métallicité plus importante, on retrouve un plus grand nombre d'étoiles Wolf-Rayet et un nombre similaire de WN et WC tandis que, à l'inverse, dans une zone de plus faible métallicité, il y aura non seulement moins d'étoiles Wolf-Rayet, mais aussi un ratio de WN/WC beaucoup plus important. Toujours selon Crowther (2007a), cela proviendrait de la dépendance en métallicité des vents stellaires, que nous étudierons plus en détails dans la prochaine partie. Une plus forte métallicité entraîne un taux plus élevé de perte de masse et la phase WNE dure alors moins longtemps, allongeant la durée de la phase WNL. La durée de la phase WC augmente également avec la métallicité.

Le catalogue de van der Hucht (2001) confirme 38% des Wolf-Rayet galactiques comme binaires. Parmi ces étoiles, tous les types spectraux y sont représentés sauf les WN2 et WC3. Différentes techniques sont employées pour vérifier leur binarité. Les études de Foellmi et al. (2003) sur la binarité des étoiles Wolf-Rayet dans les Nuages de Magellan révèlent un taux similaire à la Voie lactée : environ 30% et 40% pour le Grand Nuage de Magellan et le Petit Nuage de Magellan, respectivement. Selon leur conclusion, l'évolution binaire ne semble pas avoir un impact particulièrement important sur la formation d'étoiles Wolf-Rayet à faible métallicité, mais celle-ci peut avoir une influence sur l'évolution de certaines étoiles particulières.

Bien que la vitesse de rotation des étoiles Wolf-Rayet soit difficile à estimer, selon Crowther (2007a), la majorité des étoiles Wolf-Rayet galactiques ne montrent pas de déviation d'une symétrie sphérique assez importante pouvant suggérer une rotation rapide. Meynet & Maeder (2005) confirment que la rotation est un élément essentiel de l'évolution des étoiles massives, en comparant les résultats de modèles d'évolution stellaire en rotation ou non à différentes métallicités par rapport aux observations. La rotation a pour effet d'augmenter le taux de perte de masse, et le "mélange par rotation" (*rotational mixing*) augmente l'abondance des différents éléments observés en les amenant à la surface. Selon Maeder (2009), des vitesses de rotation inférieures à 50 km/s sont attendues pour être en accord avec les abondances observées. Pour de faibles métallicités, on s'attend plutôt à des vitesses plus élevées, autour de 30 - 200 km/s. Ceci est expliqué par le fait qu'à plus faible métallicité, la phase Wolf-Rayet débute seulement après la combustion de l'hydrogène dans le noyau, ne diminuant pas autant la rotation des régions centrales avec les pertes de masse.

Comme nous l'avons mentionné, les étoiles Wolf-Rayet sont très massives et lumineuses. Ainsi, ce sont des étoiles rares et à durée de vie très courte. Selon la version la plus récente du catalogue de Wolf-Rayet galactique initialement publié par Rosslowe & Crowther (2015)¹, il y aurait aujourd'hui 667 étoiles Wolf-Rayet recensées dans la Voie Lactée. Selon le catalogue de Neugent & Massey (2011a), 211 Wolf-Rayet sont recensées dans la galaxie M33. Ce sont les étoiles dans ce catalogue, et plus spécifiquement, les bulles autour de celles-ci que nous avons étudiées dans le cadre de notre recherche.

1.2. Perte de masse par vents stellaires

1.2.1. Les vents stellaires

La perte de masse d'une étoile a un impact sur sa luminosité, sa durée de vie, sa température effective, l'intensité de son champ de radiation, et son cheminement évolutif (Smith, 2014). Ainsi, il est important de bien comprendre les processus qui y contribuent.

1. <http://pacrowther.staff.shef.ac.uk/WRcat/Description.php>

Différents mécanismes entraînent l'éjection de vents stellaires. On différencie principalement le vent poussé par la pression gazeuse (*pressure-driven wind*) de celui entraîné par le rayonnement (*radiation-driven wind*) (Sedlmayr & Dominik, 1995). Un exemple du premier est le vent solaire. Pour des étoiles de faible masse comme le Soleil, la température extrême de la couronne permet à la matière d'avoir assez d'énergie pour s'échapper de la gravitation de l'étoile. Ce qui nous intéresse plus particulièrement dans le cadre de cette étude est le deuxième type, le *radiation-driven wind*, émis par les étoiles plus lumineuses. Dans ce cas de figure, c'est la pression radiative de l'étoile qui est la source de la quantité de mouvement des particules s'échappant sous forme de vents. Une sous-catégorie de celui-ci est le vent poussé par la poussière, le *dust-driven wind*. Pour les géantes froides lumineuses, comme expliqué par Lamers & Cassinelli (1999), les grains de poussières dans la haute atmosphère des étoiles peuvent être poussés vers l'extérieur par absorption de photons et cela entraîne le reste de la matière par couplage entre la poussière et le gaz. Pour les étoiles très chaudes et lumineuses, on parle plutôt de *line-driven winds*. Comme mentionné par Owocki (2004), la différence d'ordre de grandeur entre les vitesses des vents d'étoiles de type solaire et des vents d'étoiles massives (400-700 km/s contre 1500-3000 km/s chez les étoiles massives) est moins extrême que la différence entre les taux de perte de masse : $10^{-5} M_{\odot}$ /année contre $10^{-14} M_{\odot}$ /année seulement pour le Soleil. L'apport des vents stellaires des étoiles massives en énergie, quantité de mouvement et matière au milieu interstellaire est alors loin d'être négligeable (Leitherer et al., 1992). Regardons plus en détails ce phénomène en particulier.

C'est avec Lucy & Solomon (1970) que l'explication des forts vents stellaires des étoiles chaudes et lumineuses par la pression exercée sur le gaz avec l'absorption de radiation, et plus spécifiquement de raies d'éléments abondants dont la longueur d'onde se situe là où le continuum du spectre de l'étoile est le plus intense, devient la principale théorie derrière les vents d'étoiles chaudes. Quelques années plus tard, un modèle proposé par Castor et al. (1975) et les améliorations subséquentes apportées à celui-ci, est devenu majoritairement accepté suite aux accords entre les résultats prédits et les taux de perte de masse mesurés. Abbott & Lucy (1985) ont plus tard employé une technique Monte Carlo pour ajouter les

effets du transfert multi-ligne (*multiline transfer*). Vink (2011) trouve, approximativement, le taux de perte de masse résultant de ces études comme :

$$\dot{M} \propto Z^{0.7} L^{2.2} M^{-1.3} (v_\infty/v_{esc})^{-1.4} T_{eff}^{1.1} \quad (1.2.1)$$

où Z est la métallicité, L la luminosité, v_∞ la vitesse terminale du vent, v_{esc} la vitesse de libération, T_{eff} la température effective, pour T_{eff} entre 12.5 et 50 kK excepté pour des valeurs spécifiques où l'on perçoit des sauts (*bi-stability jumps*). Ainsi, le taux de perte de masse dépend de la température, mais aussi de la métallicité du milieu environnant. Des simulations illustrent que les vents des étoiles massives sont principalement supportés par des raies de métaux comme le fer (Fe) et donc la métallicité de l'environnement aurait un impact direct sur le taux de perte de masse (Vink, 2011). L'auteur évoque également le fait que le passage de seuils de températures particulières (*bi-stability jumps*) provoque la recombinaison de certains éléments conduisant les vents stellaires et le processus en devient plus efficace et augmente ainsi le taux de perte de masse.

Crowther (2007a) indique dans sa revue de la littérature des vents d'étoiles O et Wolf-Rayet que les vents de ces étoiles ne sont en général pas homogènes mais fortement "grumeleux" (*clumpy*) (Moffat & Robert, 1994) et qu'une correction des valeurs calculées en supposant des vents homogènes entraîne une diminution des taux de perte de masse estimés pour cette raison.

García-Segura et al. (1996) utilisent l'exemple d'un modèle d'une étoile de $60 M_\odot$ comme illustré dans la Figure 1.5 et d'une autre de $35 M_\odot$ (Figure 1.6) pour montrer comment l'évolution des vents stellaires influence le milieu interstellaire environnant. On retrouve un vent rapide, relativement peu dense mais à densité croissante durant la séquence principale. La densité augmente drastiquement (et la vitesse diminue tout aussi drastiquement) durant la phase LBV, pour revenir à la "normale" durant le stade Wolf-Rayet pour le modèle de $60 M_\odot$. Pour l'étoile de $35 M_\odot$, on constate une forte augmentation de la densité des vents et une diminution de la vitesse durant la phase de SGR. Les auteurs concluent que les nébuleuses d'étoiles Wolf-Rayet post-SGR devraient avoir un enrichissement plus faible en

matières issues des réactions CNO et de l'hélium et que les morphologies et compositions des nébuleuses observées doivent être différentes en fonction du scénario évolutif de l'étoile.

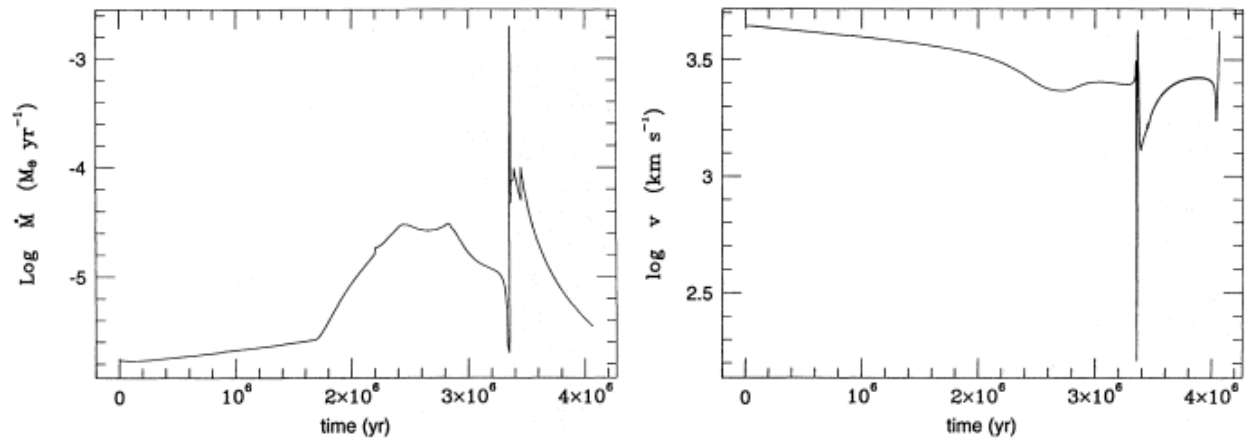


Figure 1.5 – Évolution temporelle du taux de perte de masse (à gauche) et de la vitesse terminale pour le modèle de $60 M_{\odot}$ considéré par García-Segura et al. (1996). Le pic intense dans les deux figures correspond au stade LBV.

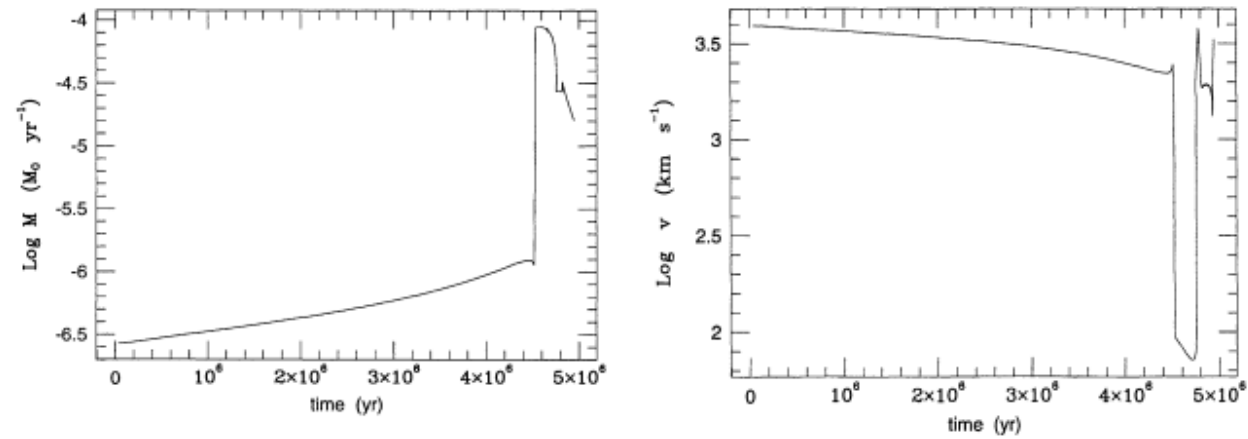


Figure 1.6 – Évolution temporelle du taux de perte de masse (à gauche) et de la vitesse terminale pour le modèle de $35 M_{\odot}$ considéré par García-Segura et al. (1996). Le pic intense dans les deux figures correspond au stade de SGR.

Crowther (2007a) suggère, selon les observations actuelles, une vitesse des vents 10 fois inférieure chez les étoiles Wolf-Rayet plus froides, de type *late*, comparativement aux plus chaudes, de type *early*. Selon les largeurs des raies observées (directement reliées à la vitesse des vents), celles-ci diminueraient avec une métallicité moins élevée, comme attendu. On voit dans les deux cas de figure étudiés par García-Segura et al. (1996) que les vents durant la

phase Wolf-Rayet sont rapides et de moins en moins denses. Ces vents soufflent sur la matière précédemment éjectée et donnent parfois naissance à des bulles circumstellaires, comme nous allons le voir maintenant.

1.2.2. Les bulles de vent stellaire

La matière soufflée par une étoile donne parfois naissance à une coquille, semblable à une bulle, autour de celle-ci (voir un exemple à la Figure 1.7). En effet, McCray & Weaver (1975) et Weaver et al. (1977) décrivent une coquille circumstellaire fine et dense autour des étoiles de type *early* avec des vents forts. Cette coquille correspond à la région où le vent stellaire rencontre le matériel interstellaire : le vent ralentit et se refroidit. Une zone de transition entre la coquille et là où le vent arrivant se heurte à la coquille émerge également.

Selon McCray & Weaver (1975), durant la plus grande partie de sa vie, la structure est composée de 4 régions :

- le vent stellaire encore emprisonné dans la bulle, se déplaçant normalement ;
- une région chaude composée du vent qui s'est heurté à la bulle et mélangé avec une fraction de matière interstellaire ;
- la coquille fine et refroidie contenant la majorité de la matière interstellaire balayée par les vents ;
- et le milieu interstellaire, imperturbé.

Weaver et al. (1977) décrivent les différentes étapes dans la vie d'une bulle circumstellaire de la façon suivante : d'abord, une expansion si rapide que le processus est adiabatique, et il n'y a pas de transfert de chaleur affectant le milieu. Ensuite, les pertes radiatives provoquent un effondrement de la matière interstellaire sur elle-même, en une coquille compacte, n'affectant pas encore le vent stellaire à l'intérieur. La phase finale correspond à la provocation de perturbation du vent stellaire contenu dans la bulle cette fois-ci.

Eventuellement, sans autre perturbation, la bulle se dissipe peu à peu dans le milieu environnant en prenant de l'expansion.



Figure 1.7 – Image de NGC6888, la nébuleuse du Croissant, autour de WR 136 (type spectral WN6), un exemple d'étoile Wolf-Rayet galactique entouré d'une bulle circumstellaire bien visible. Image de Joe Navara, Glenn Clouder, Russell Discombe.

Dans l'exemple utilisé par García-Segura et al. (1996), l'étoile d'une masse initiale $60 M_{\odot}$ perd une grande partie de sa masse avant son explosion en supernova. L'étude des abondances chimiques dans les coquilles du modèle démontre que, bien que la coquille commence avec une forte abondance en hélium, celle-ci diminue au fur et à mesure de l'expansion de la bulle en balayant de la nouvelle matière. En raison des réactions nucléaires au coeur de l'étoile, il est attendu d'observer les abondances à l'équilibre du cycle CNO dans la bulle également. Dans le modèle post-SGR, on s'attend plutôt à observer la première couche riche en hydrogène éjectée par l'étoile, avec une fraction de masse en hélium pratiquement deux fois plus faible que le modèle précédent, et des abondances de CNO loin d'avoir atteint l'équilibre.

1.2.3. Les bulles Wolf-Rayet

Les vents denses et lents des étoiles génitrices sont rattrapés et balayés par les vents rapides qui ont lieu durant la phase Wolf-Rayet et ces nébuleuses denses soufflées par l'étoile sont ionisées par son rayonnement, donnant naissance à des *bulles* de Wolf-Rayet.

Chu (1981) a classifié les bulles Wolf-Rayet en fonction des mécanismes d'interaction entre le vent et le milieu interstellaire :

- Catégorie R (radiative) : ces nébuleuses sont des régions HII excitées radiativement par l'étoile Wolf-Rayet. Initialement, l'étoile n'a pas encore d'impact sur la morphologie de la nébuleuse circumstellaire (catégorie R_a). Peu à peu, les vents stellaires poussent et compactent la matière, donnant les structures de coquilles photoionisées par l'étoile (catégorie R_s).
- Catégorie E (ejecta) : correspond à de l'éjecta de l'étoile : leur morphologie est alors "grumeleuse" (*clumpy*) et ces nébuleuses se dissipent assez rapidement, sauf si elles sont protégées par une bulle précédemment soufflée.
- Catégorie W (wind) : ce sont des bulles soufflées par l'étoile durant la phase Wolf-Rayet. Elles ne sont parfois que partiellement visibles, notamment, les arcs plus proches de l'étoile centrale sont plus denses (moins dissipés) et donc plus faciles à observer.

Plusieurs études constatent une faible corrélation entre le type spectral de l'étoile centrale et le type de nébuleuse observée autour. Cependant, la nature des bulles dépend de nombreux autres facteurs comme la composition, la masse initiale, le taux de perte de masse de l'étoile et la structure du milieu interstellaire (Meynet & Maeder, 2005).

Hung et al. (2021) trouvent que 12% des étoiles Wolf-Rayet dans le Grand Nuage de Magellan sont associées à une bulle, et que les étoiles de type spectral WN sont majoritaires dans celles-ci. Marston et al. (1994b) ont étudié les bulles Galactiques et trouvent également un biais envers les étoiles WN pour la présence des bulles. Les auteurs détectent un taux de 35% d'étoiles Wolf-Rayet dans la Voie Lactée entourées d'une bulle circumstellaire.

Un exemple de bulle d'étoile Wolf-Rayet galactique, NGC6888, est illustré sur les Figures 1.7 et 1.8. Esteban et al. (2016) décrivent cette nébuleuse comme de nature d'éjecta stellaire (catégorie E) et des abondances concordantes avec l'activité du cycle CNO.

Étudier la morphologie, la composition et la dynamique au sein de ces bulles nous renseigne sur les différents processus ayant mené à leur formation, les mécaniques de pertes

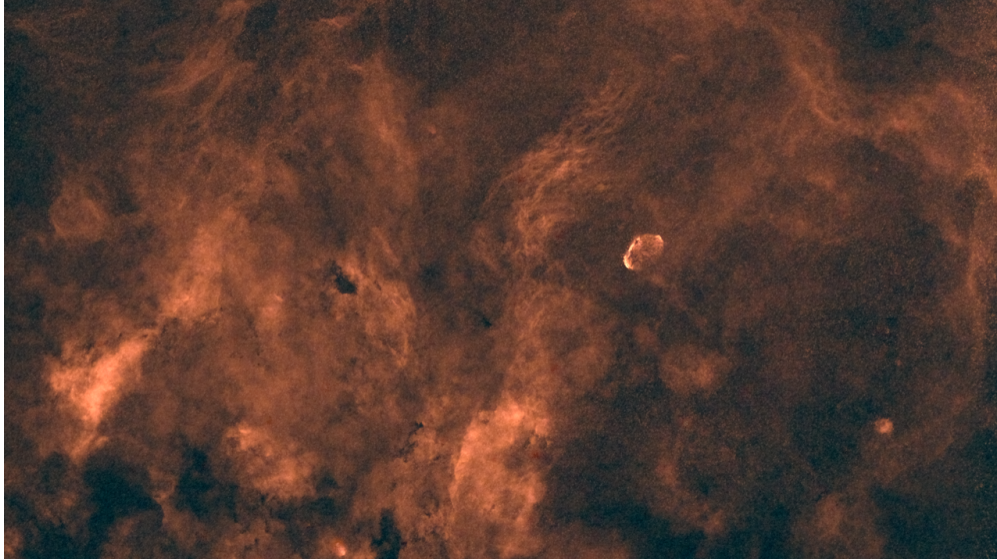


Figure 1.8 – Image de NGC 6888 dans son environnement, avec un filtre $H\alpha$. Crédits : Laurent Drissen.

de masse et l'évolution de l'étoile génitrice, ainsi que l'interaction des vents stellaires avec le milieu interstellaire. Les étoiles Wolf-Rayet contribuent grandement à l'enrichissement du milieu interstellaire en éléments lourds par l'entremise de nébuleuses. Démystifier leurs structures et formations grâce à des analyses spectrale et photométrique mais aussi par une étude statistique sur celles-ci pourrait nous éclairer sur la structure et les abondances observées dans le milieu interstellaire mais aussi sur la formation stellaire, dont celle même de notre Soleil qui aurait pu être formée à partir de la contraction d'une partie de bulle de Wolf-Rayet selon Dwarkadas et al. (2017).

1.3. La galaxie spirale M33

1.3.1. Historique et caractéristiques

M33 (Figure 1.9), aussi connue sous le nom de galaxie du Triangle, est une galaxie spirale du Groupe Local. Bien que sa découverte et la nature exacte de l'objet aient été sources de débats initialement, c'est avec le fameux article de Hubble (1926) qu'on finit par obtenir les premières informations précises à son sujet.



Figure 1.9 – Région centrale de la galaxie M33 large de 14 000 années-lumière, observée avec le télescope spatial Hubble. Crédits : NASA, ESA, et M. Durbin, J. Dalcanton et B. F. Williams (University of Washington).

C'est la galaxie spirale de type Sc (régulière, *late-type*) la plus proche de notre Galaxie (Humphreys & Sandage, 1980) avec une distance mesurée d'environ 840 kiloparsecs (Gieren et al., 2013). McConnachie (2012) mesure une vitesse radiale moyenne de -182 ± 3 km/s. Après la Voie Lactée et M31, c'est la troisième plus grande galaxie du Groupe local (De Paolis et al., 2016). Selon cette dernière étude, son angle d'inclinaison par rapport à notre ligne de visée est d'environ 56° . Hodge (2012) estime la masse de la galaxie observable dans le domaine visible à $1.1 \times 10^{10} M_\odot$. Il note également l'existence d'un gradient de métallicité, c'est-à-dire une dépendance des abondances à la distance du centre de la galaxie. La métallicité décroît avec une distance croissante du noyau. La métallicité vers les régions externes de M33 est estimée à 1/10 de la métallicité solaire. Bien qu'il n'y ait pas de consensus satisfaisant sur la valeur moyenne de la métallicité de M33, celle-ci est déterminée comme étant entre la valeur solaire et celle du Petit Nuage de Magellan selon Hodge (2012).

M33 est particulièrement bien adaptée au type d'étude que nous avons effectuée, non seulement pour sa proximité, sa distance bien connue et son orientation presque de face, qui nous donne une vue globale de ses composantes, mais aussi grâce à la distance commune, bien connue, à toutes ses composantes. Ainsi, il est plus simple d'avoir une vision globale de

ces objets dans une galaxie externe contrairement à la Voie Lactée, dont l’extinction dans le plan galactique dans lequel nous nous trouvons nous rend la tâche difficile.

1.3.2. Les étoiles Wolf-Rayet et leurs bulles dans M33

Selon Hodge (2012), M33 est riche en régions HII, avec une estimation de plus de 3000 régions de ce type, et en étoiles à raies d’émission, dont la majorité sont classifiées comme des étoiles Wolf-Rayet.

Un catalogue complet des 211 Wolf-Rayet dans M33 est présenté par Neugent & Massey (2011a), dont 5 candidates validées plus tard par Massey et al. (2016). Drissen et al. (1991) ont mis en évidence l’existence de nébuleuses autour de 11 de celles connues à l’époque. Notre travail consiste en l’étude globale de l’ensemble des bulles autour des étoiles Wolf-Rayet confirmées, d’en faire l’analyse, et de fournir une étude statistique. Par exemple, combien de ces étoiles possèdent une bulle ? Quelles sont leurs structures, leurs dimensions, leurs profils d’ionisation ? Ceci afin de nous renseigner sur leur processus de formation, et de façon plus générale, pour en apprendre plus sur l’évolution des étoiles massives et l’interaction de leur nébuleuse avec le milieu interstellaire.

Le catalogue de Neugent & Massey (2011a) est estimé complet à $\sim 95\%$, ce qui confère à notre travail une excellente couverture statistique. Les types spectraux estimés des étoiles, bien que parfois incertains, donnent un gradient du ratio WC/WN en fonction de la distance au noyau de la galaxie, expliqué par le gradient de métallicité et en accord avec le scénario de Conti, étudié précédemment : pour une même masse et luminosité, le taux de perte de masse sera plus important à plus grande métallicité, et on retrouvera alors plus d’étoiles WC.

Drissen et al. (1991) utilisent deux critères de caractérisation de bulles d’étoiles Wolf-Rayet dans M33 et distinguent deux catégories de nébuleuses, séparant celles qui valident l’ensemble des critères (groupe A) de celles qui ne les valident pas de façon suffisamment satisfaisante. Leurs critères consistent en (i) la localisation de l’étoile Wolf-Rayet dans une position favorable pour générer la nébuleuse en question (ii) et que celle-ci soit la seule source de photoionisation probable de la nébuleuse. Ils ont ainsi identifié 11 nébuleuses dans

le groupe A et 8 autres nébuleuses dans le groupe B. Ils constatent notamment que la taille des bulles d'étoiles Wolf-Rayet identifiées dans M33 est plus grande en général que celles de la Galaxie. Alors que les bulles Wolf-Rayet galactiques sont majoritairement plus petites que 20 pc, elles sont systématiquement plus grandes dans M33. Ceci peut être dû au fait que le milieu interstellaire dans M33 est globalement moins perturbé, favorisant l'expansion des bulles. Comme nous le verrons plus loin, notre étude révèle également des objets de tailles similaires à ceux étudiés par Drissen et al. (1991).

Chapitre 2

Données et techniques utilisées

Pour notre étude, nous avons utilisé les données du spectromètre imageur SITELLE (Drissen et al., 2019), installé au télescope Canada-France-Hawaii. Nos données ont été obtenues dans le cadre du projet SIGNALS (Rousseau-Nepton et al., 2019), qui vise à étudier la formation stellaire et les régions HII dans plusieurs dizaines de galaxies. Nous avons également eu recours aux images du télescope spatial Hubble, afin de caractériser la population stellaire dans le voisinage des étoiles Wolf-Rayet que nous avons étudiées.

2.1. SITELLE

SITELLE comprend un interféromètre de Michelson combiné à un système d'imagerie et deux CCDs (voir Figure 2.2). Un interféromètre de Michelson est composé d'une lame séparatrice divisant une source de lumière reçue en deux faisceaux reflétés chacun par des miroirs dont la distance par rapport à la lame est modifiable, puis reçus par un détecteur. Ainsi, en fonction de la différence de distance parcourue par chacun des faisceaux, on obtient un déphasage entre eux et une figure d'interférence dépendante de ce déphasage. Dans le cas de SITELLE, les deux faisceaux séparés sont chacun reçus par un détecteur différent, permettant ainsi d'utiliser et d'observer la totalité du signal lumineux dont une partie aurait été perdue après avoir traversé la lame séparatrice la seconde fois¹.

1. Présentation de SITELLE : https://www.cfht.hawaii.edu/Instruments/Sitelle/SITELLE_ifts.php



Figure 2.1 – Image de SITELLE : on aperçoit les deux détecteurs (dorées) aux extrémités. Image tirée de Drissen et al. (2019).

Pour chaque pixel dans le champ de vision, on mesure un interférogramme (intensité de l'onde reçue par le détecteur à chaque position des miroirs). En appliquant une transformée de Fourier à cet interférogramme, on peut faire correspondre l'intensité par positions de miroirs à l'amplitude du signal par longueurs d'ondes différentes et ainsi obtenir un spectre pour chaque pixel dans les longueurs d'onde correspondantes aux bandes passantes des filtres de SITELLE. Le résultat final est un cube spectral qui peut être réduit et analysé avec les logiciels ORB et ORCS (Outils de Réduction de Cubes Spectraux) (Martin et al., 2015).

Une démonstration théorique du fonctionnement de la spectroscopie à transformée de Fourier en partant d'un exemple simple est présentée sur le site web du CFHT ².

2. https://www.cfht.hawaii.edu/Instruments/Sitelle/SITELLE_ifs.php

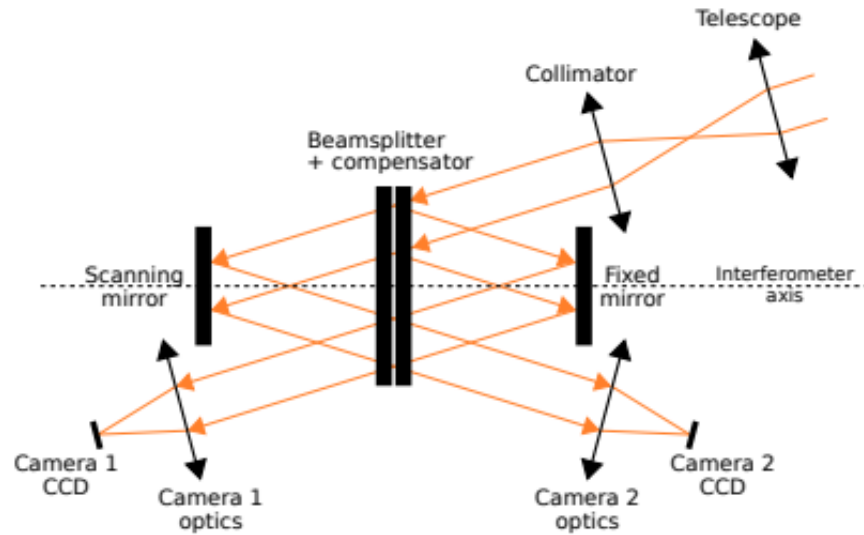


Figure 2.2 – Schéma de SITELLE : on voit les deux miroirs de l’interféromètre, les deux détecteurs mentionnés et le trajet des rayons séparés. Figure tirée de Drissen et al. (2019)

Tableau 2.1 – Caractéristiques de SITELLE.

Champ de vue	$11' \times 11'$
Taille de pixel	$0.3''$
Détecteurs	2×2048^2 Deep depletion e2v
Bruit de lecture	$4.5e-$
Temps de lecture	3.8s
Résolution spectrale	1 – 10000
Intervalle de longueur d’onde	350 – 900 nm
Limites de déclinaison	-38° à $+67^\circ$

Les caractéristiques principales de SITELLE sont présentées dans le Tableau 2.1. Un cube de données obtenu avec cet instrument nous fournit le spectre de chaque pixel d’un champ de vue de $11' \times 11'$ ($0.3''$ par pixel, donc 4 millions de spectres), dans une intervalle de longueurs d’onde différent pour chaque filtre utilisé, et une résolution adaptée au besoin du projet. Dans le cadre de notre étude, nous avons utilisé les filtres SN1 (363 - 386 nm, avec une résolution $R = 1000$), SN2 (482 - 513 nm, $R = 1000$) et SN3 (647 - 685 nm, $R = 2200$ à 5000) (voir Tableau 3.1) de SITELLE. Les raies d’intérêt incluses dans ces intervalles sont indiquées dans le Tableau 2.2. Un exemple de spectre issu de ces filtres est illustré dans la Figure 3.1 dans le chapitre suivant. La résolution spectrale dépend de la différence maximale de chemin optique dans l’interféromètre (Drissen et al., 2019). Ainsi, le nombre

de pas et la largeur des pas effectués sont directement liés à la résolution spectrale obtenue pour les différents cubes spectraux. Drissen et al. (2019) expliquent aussi que la fonction instrumentale de SITELLE correspond à la transformée de Fourier d'une fonction porte (indiquant la période de collecte des données), qui est la fonction sinus cardinal, convoluée avec une gaussienne en raison de l'élargissement des raies dû aux mouvements internes de la source : c'est la fonction sincgauss. Les unités naturelles des spectromètres à transformée de Fourier sont les nombres d'onde (et non pas les longueurs d'onde), en cm^{-1} .

La démonstration suivante provient de Martin et al. (2016) et illustre ces propos :

Un interférogramme mesuré correspond à un interférogramme infini $I_\infty(x)$ multiplié à une fonction porte, étant donné la période finie de collecte des données :

$$I(x) = I_\infty(x)\Pi(x) \quad (2.1.1)$$

Le spectre $S(\sigma)$ correspond alors à la transformée de Fourier (TF) de ce résultat, sachant que la transformée de Fourier de la fonction porte est un sinus cardinal :

$$S(\sigma) = TF[I(x)] = TF[I_\infty(x)]TF[\Pi(x)] = S_{R=\infty}(\sigma)sinc(\sigma) \quad (2.1.2)$$

À une raie monochromatique de nombre d'onde σ_0 donnée, dont le spectre est similaire à une fonction delta $\delta(\sigma - \sigma_0)$, on a alors :

$$S_{\sigma_0}(\sigma) = \delta(\sigma - \sigma_0)sinc(\sigma) = sinc(\sigma - \sigma_0), \quad (2.1.3)$$

ce qui donne la forme de la fonction instrumentale. Martin et al. (2016) montrent également que la largeur Δw du sinus cardinal peut être trouvée à partir de la différence de chemin optique maximale (MPD) :

$$\Delta w = \frac{1}{2MPD} \quad (2.1.4)$$

Ainsi, on peut connaître la largeur à mi-hauteur (FWHM) et trouver la résolution R à chaque nombre d'onde σ :

$$R = \frac{\sigma}{\text{FWHM}} = \frac{\sigma}{1.20671\Delta w} = \frac{2\sigma\text{MPD}}{1.20671} \quad (2.1.5)$$

La résolution dépend directement de la différence de chemin optique comme mentionné plus haut.

Un exemple de spectre obtenu avec SITELLE ainsi que le fit obtenu avec ORCS sont montrés à la Figure 2.3.

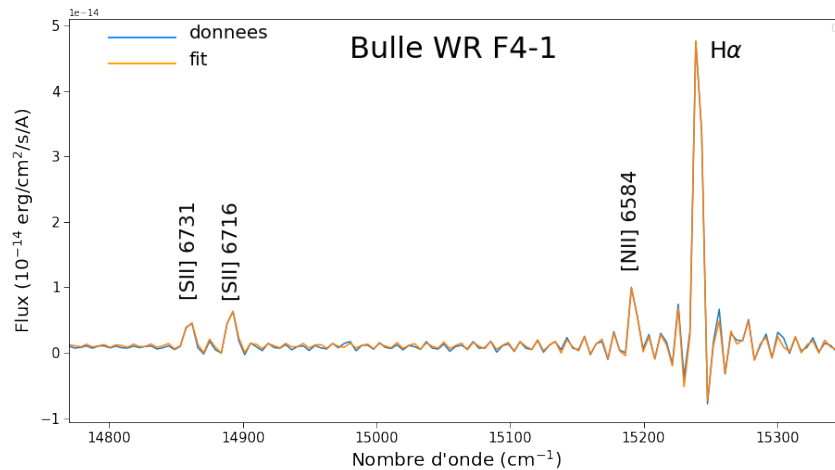


Figure 2.3 – Spectre intégré de la bulle F4-1 (voir chapitre 3) montrant les données obtenues avec le filtre SN3 et leur ajustement avec un profil de type sincgauss. Notez la forme particulière de la fonction instrumentale, un sinus cardinal, qui se reflète dans les lobes secondaires de part et d’autre de chaque raie. L’ajustement avec ORCS, presque parfait, permet d’obtenir le flux, l’élargissement et le décalage Doppler de chaque raie, de même que leurs incertitudes. Notez aussi que l’axe des x est représenté par des nombres d’onde.

ORCS permet d’extraire d’un cube les cartes de flux et d’incertitudes des raies mentionnées dans le Tableau 2.2, les cartes de vitesses ainsi que de dispersions de vitesse.

2.2. Télescope spatial Hubble

Nous avons utilisé les données du HST, plus spécifiquement de son instrument *Advanced Camera for Surveys* (ACS) et son *Wide Field Channel* dans les filtres F475W et F814W (voir Figure 2.4). Ces deux filtres ont été choisis pour nous permettre d’isoler les étoiles

plus bleues, dont l'émission sera plus intense à des longueurs d'ondes plus courtes (F475W) comparativement à des longueurs d'ondes plus longues (F814W).

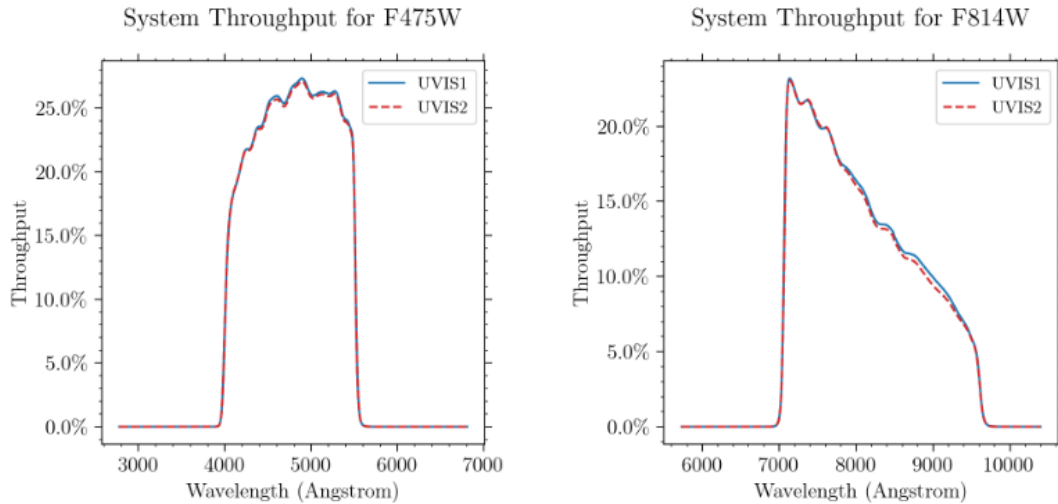


Figure 2.4 – Bandes passantes des filtres F475W (gauche) et F814W (droite). Crédits : documentation des utilisateurs du HST.

Parmi les critères que nous avons adoptés dans le cadre de notre étude pour classifier les bulles observées comme issues des étoiles WR, nous avons voulu nous assurer notamment que l'étoile WR était bien la seule étoile suffisamment chaude, située à une position favorable dans la bulle, pour avoir un impact sur la formation et l'ionisation de celle-ci. Avec les données du HST, nous avons pu observer les populations stellaires au sein de ces bulles, et en confrontant les deux filtres précédemment mentionnés, isoler les étoiles les plus chaudes dans ces voisinages.

Pour effectuer cela, nous avons utilisé la base de données du Centre canadien de données astronomique³, en ciblant les données du HST, de l'instrument ACS/WFC, des filtres F475W et F814W et en cherchant des données sous forme d'images seulement. Les images ont été visualisées avec le logiciel ds9, qui nous a également permis de les aligner et d'indiquer une même région sur chaque image afin de mieux les comparer (voir Figure 3.3, les cercles verts représentent une même région sur les données de SITELLE et du HST). Le champ de vue de ACS/WFC est de 202 x 202 arcsecondes, ainsi, il a fallu regrouper les données de plusieurs

3. <https://www.cadc-ccda.hia-ihh.nrc-cnrc.gc.ca/en/search/>

champs du HST afin de retrouver les informations voulues pour toutes les étoiles WR dans un même champ de SITELLE (voir Figure 2.5). Pour les régions qui n'étaient pas comprises dans les champs observés par SITELLE, nous avons utilisé les images deep de SITELLE (superposition de toutes les longueurs d'ondes), mais la résolution ne nous a pas toujours permis d'avoir une idée précise de la population stellaire dans ces régions.

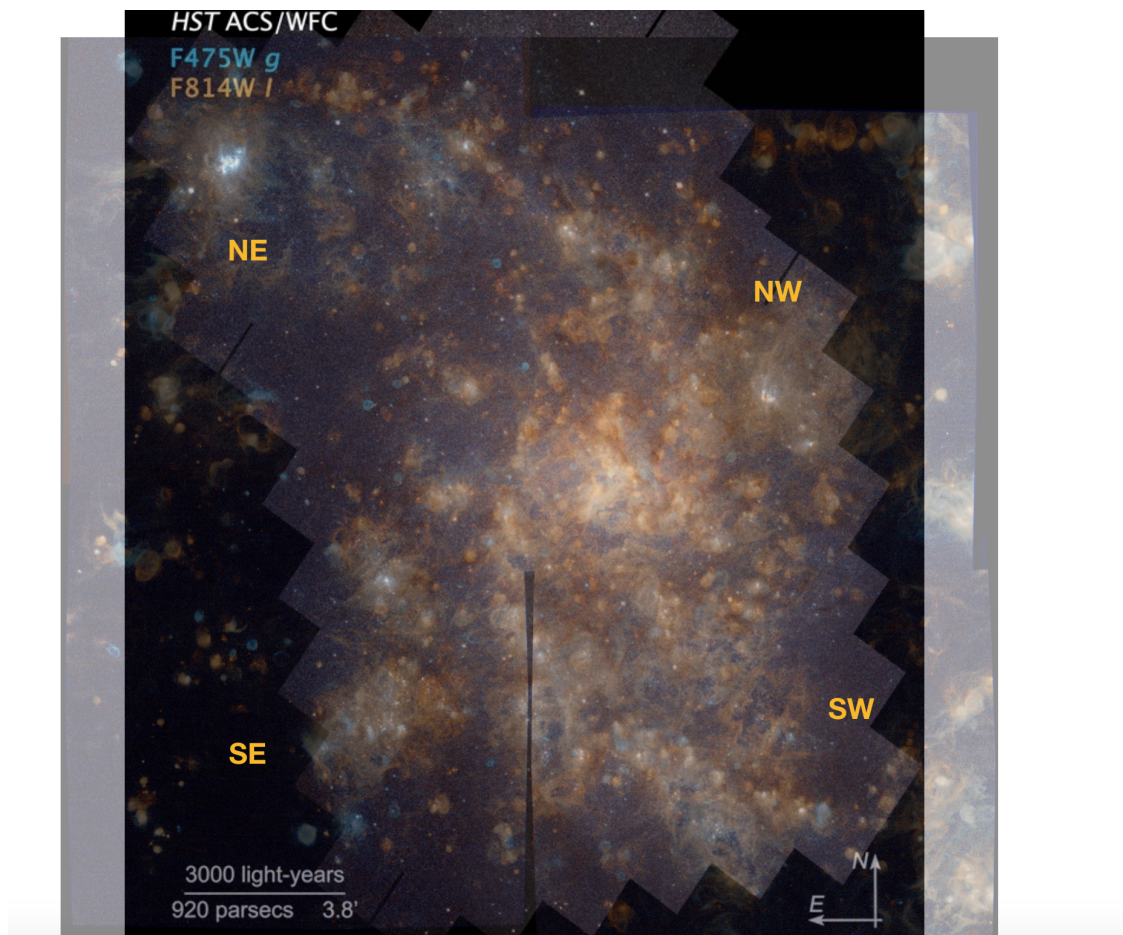


Figure 2.5 – Superposition de 4 champs de M33 observés avec SITELLE et l'instrument ACS/WFC du HST.

2.3. Réduction et analyse des données

La réduction des données a été effectuée avec ORB et ORCS, mentionnés plus haut. Le détail de la réduction des données peut être trouvé dans l'article du chapitre suivant (Chapitre 3) et se base principalement sur les procédures énoncées par Martin et al. (2018) et Martin et al. (2021) .

Tableau 2.2 – Les raies caractéristiques dans les bandes passantes des filtres de SITELLE qui ont servi pour notre étude, leur longueurs d’onde correspondantes, et le filtre de SITELLE correspondant.

Raie caractéristique	Longueurs d’onde (en Å)	Filtre
[OII]	3726,3729	SN1
$H\beta$	4861	SN2
[OIII]	4959,5007	SN2
[NII]	6548,6584	SN3
$H\alpha$	6563	SN3
[SII]	6716,6731	SN3

Dans un premier temps, nous avons regardé les populations d’étoiles dans chaque champ étudié par SITELLE en $H\alpha$ avec le logiciel ds9, en indiquant les positions de toutes les étoiles Wolf-Rayet présentes dans chaque champ. Ceci nous a permis d’effectuer une première identification de nébuleuses autour des étoiles Wolf-Rayet. Sur les 211 étoiles, 178 (85 %) sont situées dans au moins un champ observé par SITELLE, tandis que les autres sont à l’extérieur et n’ont donc pas pu être étudiées.

Nous avons identifié trois critères permettant de déterminer si une nébuleuse est une bulle associée à une étoile Wolf-Rayet. Ceux-ci sont énoncés et détaillés dans l’article du chapitre suivant.

Ayant accès à la liste des étoiles Wolf-Rayet identifiées par Neugent & Massey (2011a), nous avons défini une routine Python permettant de considérer une région carrée de 100x100 pixels (32" x 32") autour de chacune des coordonnées du catalogue correspondant à une étoile Wolf-Rayet. Une première étape a été de regarder ces régions dans la carte de $H\alpha$ afin de faire un premier tri des étoiles Wolf-Rayet semblant être entourées par une région nébuleuse centrée à peu près autour de l’étoile qui pourrait donc être sa progénitrice.

Pour ces candidats, nous avons comparé les mêmes régions avec les images du HST comme mentionné précédemment.

Nous avons poussé notre analyse plus loin pour les objets validés en considérant les mêmes régions centrées autour de nos étoiles dans les différentes cartes obtenues. Nous avons considéré les cartes des raies $H\beta$, [NII], [SII], [OII] et [OIII] (voir Tableau 2.2) ainsi qu’une carte de la vitesse en $H\alpha$, le sigma (dispersion de vitesse) et certains rapports de raies

caractéristiques. La sélection des rapports de raies en question et ce que chacune de ces cartes nous apporte comme information sont expliquées dans l'article.

Pour certaines des bulles les mieux définies, nous avons poussé notre analyse plus loin grâce à d'autres types de diagrammes. Nous avons par exemple considéré le diagramme Baldwin, Phillips Terlevich (BPT, Baldwin et al. (1981)) pour tous les pixels dans ces bulles. Un diagramme BPT permet de comparer l'intensité relative de différents rapports de raies (dans notre cas, $[OIII]/H\beta$ versus $[NII]/H\alpha$) afin de déterminer l'état d'ionisation, par exemple pour distinguer une région de choc d'une région HII classique. Nous avons aussi tracé un diagramme couleur-magnitude pour les étoiles environnantes à nos étoiles Wolf-Rayet progénitrices pour considérer leur caractéristiques en fonction de leur voisinage, le but étant de visualiser si l'étoile Wolf-Rayet se démarque par sa couleur ou magnitude. Le diagramme couleur-magnitude (analogue à un diagramme de Hertzsprung-Russell) a été obtenu pour certaines des étoiles également en utilisant la librairie Python *photutils*, une routine de *Astropy*, qui permet de détecter et effectuer la photométrie sur des sources astronomiques⁴. Pour cela, on utilise les données HST avec les filtres F475W et F814W mentionnés plus haut pour extraire la magnitude apparente dans l'un de ces filtres, et déterminer l'indice de couleur en trouvant la différence entre les magnitudes apparentes dans les deux filtres, obtenant ainsi des valeurs à confronter pour obtenir l'équivalent d'un diagramme couleur-magnitude avec les informations fournies. Ayant accès aux raies concernées par chacun de ces rapports avec les données de SITELLE, nous avons pu facilement construire une routine Python pour obtenir ces diagrammes.

Notre analyse nous a alors permis non seulement de valider quelles étoiles Wolf-Rayet identifiées dans M33 sont entourées d'une bulle, mais aussi si elles sont vraisemblablement progénitrices de ces bulles. Pour celles que nous avons validées, nous avons pu obtenir leurs caractéristiques comme leur dimension, leur composition et leur profil d'ionisation grâce aux cartes de flux, de rapports de raies et de vitesse. Nous avons pu ainsi utiliser ces bulles validées afin d'établir des statistiques et étudier les principales caractéristiques et explications derrière la formation et la structure des bulles.

4. <https://photutils.readthedocs.io/en/stable/>

Dans certains cas, nous n'avons pas pu valider avec suffisamment de confiance nos critères de sélection. Les bulles "candidates" non-validées sont mentionnées et décrites brièvement dans l'article suivant.

Chapitre 3

Wolf-Rayet nebulae in M33 as seen by SITELE : I. The catalogue and overview

by

Selin Tuquet¹, Nicole Saint-Louis¹, Laurent Drissen², Carmelle Robert²,
Laurie Rousseau-Nepton³, René Pierre Martin⁴, and Philippe Amram⁵

- (¹) Département de Physique, Université de Montréal, Campus MIL, 1375 Ave. Thérèse-Lavoie-Roux, Montréal (QC), H2V 0B3, Canada
- (²) Département de physique, de génie physique et d'optique, Université Laval, Québec (QC), G1V 0A6, Canada
- (³) Canada-France-Hawaii Telescope, Kamuela, HI, United States
- (⁴) Department of Physics and Astronomy, University of Hawaii at Hilo, Hilo, HI, United States
- (⁵) Aix Marseille Univ, CNRS, CNES, LAM, Marseille, France

This article is to be submitted in *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*.

Ma contribution personnelle dans cette étude a été de :

- Déterminer les critères d'identification des bulles ;
- Étudier le voisinage des étoiles WR dans chaque champ de SITELLE et les images du HST pour trouver des bulles ;
- Coder les routines Python permettant d'obtenir les cartes de raies caractéristiques, rapports de raies, et diagrammes étudiés pour chaque bulle ;
- Rédiger l'article.

Les co-auteurs Nicole St-Louis et Laurent Drissen ont contribué à l'étude grâce à leurs commentaires, nos discussions, et dans la correction de l'article. Laurent Drissen a suggéré le projet, effectué la réduction des données et l'extraction des cartes et rédigé la section 3.2.1. de l'article.

De part l'entente du projet SIGNALS, les co-PI Laurie Rousseau-Nepton, René Pierre Martin, Carmelle Robert et Philippe Amram sont indiqués comme co-auteurs de l'article, même s'ils n'ont pas contribué à l'analyse.

ABSTRACT. We conducted an analysis of nebulae around Wolf-Rayet (WR) stars in M33 using data collected by SITELLE at the Canada-France-Hawaii telescope as part of the SIGNALS program. Of the 211 Wolf-Rayet stars identified in M33, 178 were located in the fields observed in this study. We present the results of this analysis, specifically for some of the best defined circumstellar bubbles and a comprehensive summary of all nebulae found around the observed WR stars. We confirm the presence of circumstellar bubbles around 43 of them based on different criteria we find to be the most effective for their detection. Our analysis provides us with a better appreciation and insight of the composition, formation and dynamics that occur in these nebulae. We find a detection rate of 24 %, which is lower than the Galactic rates. Our results show that the presence of bubbles does not seem to be correlated with the spectral type of the progenitor star. By classifying the bubbles morphologically, we find that most of them have an arc-like shape, as opposed to a complete ring or a clumpy appearance.

Keywords: stars : Wolf-Rayet – ISM : bubbles – galaxies : individual : M33

RÉSUMÉ. Dans cette étude, nous avons étudié les nébuleuses autour d'étoiles Wolf-Rayet (WR) dans la galaxie M33 à partir de données du télescope Canada-France-Hawaii obtenues dans le cadre du projet SIGNALS. Des 211 étoiles Wolf-Rayet recensées dans M33, 178 se trouvent dans les champs observés dans cette étude. Nous présentons les résultats de notre analyse, en particulier pour certaines des bulles les mieux définies, ainsi qu'un résumé portant sur l'ensemble des nébuleuses observées. Nous confirmons la présence de bulles autour de 43 étoiles WR, en nous basant sur des critères que nous avons jugés les plus adaptés pour la détection de celles-ci. Notre analyse nous permet d'avoir une vision globale sur ces nébuleuses ainsi qu'une meilleure compréhension de leur composition, formation et la cinématique de celles-ci. Nous détectons la présence de bulles autour de 24 % des étoiles WR observées, ce qui est moindre que le taux observé dans la Voie lactée. De plus, nous constatons qu'il ne semble pas y avoir de corrélation entre la présence des bulles et le type spectral de l'étoile progénitrice. Une classification morphologique démontre que la majorité des bulles identifiées ont une forme d'arc incomplet, contrairement à celles sous la forme d'un anneau complet ou d'un amas dense.

Mots clés : étoiles : Wolf-Rayet – MIS : bulles – galaxies : individuelle : M33

3.1. Introduction

Classical Wolf-Rayet (WR) stars are an advanced stage of evolution of massive stars and are known for their spectra that include broad, strong emission lines (Crowther, 2007b). According to the Conti Scenario (Conti, 1975), these stars represent the last stage in the evolution of massive stars before they explode into supernovae. In this same scenario, the WR phase is the result of an O-type star that lost its outer layers due to strong winds, thus revealing products of nuclear reactions occurring in its core. The first elements that are revealed are helium and nitrogen, products of the main sequence H-burning phase, through the CNO cycle (Beals, 1933). More massive stars will reveal the products of the subsequent He-burning phase, that is carbon (WC stage) and some hotter stars can reach the WO stage where the emission from oxygen is also increased. The broad emission lines are due to the high mass-loss rates of these stars and these create dense, bubble-like nebulae around them (Chu, 2016).

Several formation mechanisms can lead to the presence of nebulosity around WR stars, as classified by Chu (1981) :

- Radiatively excited HII regions (R-type), where the WR star only contributes to the ionization of the nebula, such as for RCW 78 ;
- Stellar ejecta (E-type), which are short-lived, thus only found if recently ejected or protected inside a bubble, such as M1-67 around WR 124 studied for example by Sévigny et al. (2020) ;
- Wind-blown bubbles (W-type), which consist of ISM material swept-up by the strong winds of the WR star and the preceding evolutionary phases : NGC6888, surrounding WR 136, is an example of a W-type Galactic nebula.

Superbubbles (Chu, 2007) can also be found around groups of massive stars and share a similar structure to bubbles blown by individual stars.

Studying the morphology, abundance pattern and dynamics of these circumstellar bubbles enlightens us on their formation mechanisms, the nature of their progenitor stars, their mass-loss activity, evolution and the interactions between stellar winds and the ISM.

The goal in carrying out a study of the population of bubbles in another galaxy is not only its convenience compared to the Milky Way, because of our unfavorable view point within the disc leading to higher extinction, but it also enlightens us on the impact of metallicity, on the strength of the winds and on stellar evolution, particularly if the galaxy has a different average metallicity and metallicity gradient than our Galaxy.

M33 is particularly interesting for this type of work since its WR population has already been well documented by Neugent & Massey (2011b) who list 211 spectroscopically confirmed WR stars, and estimate their survey complete to 95%. Moreover, its proximity and nearly face-on orientation provides a global view of the galaxy and facilitates the study of the objects that can be considered almost all at the same distance.

Nebulae around WR stars in M33 have already been targets of an earlier study (e.g. Drissen et al., 1991), carried out at a time when the completeness of the surveys for WR stars was not as high as it is today (in particular for the weak-lines WN stars). Moreover, that work only made use of $H\alpha$ and continuum images obtained with an early generation of CCDs. Our current work aims to considerably improve on this earlier study by the analysis of hyperspectral imagery and thus to present an extensive and up-to-date comparative study of nebulae around the vast majority of known WR stars in M33. We used data collected by the imaging Fourier transform spectrometer (iFTS) SITELLE (see Drissen et al., 2019) at the Canada-France-Hawaii Telescope as part of the SIGNALS large program (Rousseau-Nepton et al., 2019). Images from the Hubble Space Telescope with filters F475W and F814W have also been used when available to determine the most probable photoionization source for the detected nebula. We present the data used in this work in Section 3.2 and a general overview of our approach to identify WR bubbles in Section 3.3. Some of the most clearly defined bubbles are described in detail in Section 3.4. A list of all WR nebulae in M33 and general statistics are presented and discussed in Section 3.5. We summarize our findings and conclude in Section 3.6.

3.2. Observations

3.2.1. SITELLE

SITELLE provides a spatially resolved spectrum of the sources in an $11' \times 11'$ field-of-view with a sampling of $0.32''/\text{pixel}$, in selected bandpasses of the visible range, with a spectral resolution adapted to the needs of the observer. Three bandpasses, centered on the HII regions' bright lines, are used in SIGNALS : SN3 (647 - 685 nm, $R = 5000$), SN2 (482 - 513 nm, $R = 1000$) and SN1 (363 - 386 nm, $R = 1000$). The SN3 datacubes (which include $H\alpha$, the [NII] $\lambda\lambda$ 6548,84 doublet and the [SII] $\lambda\lambda$ 6717,31 doublet) with their higher spectral resolution provide the required kinematics information, with a precision reaching the sub-km/s level in the brightest regions. An example of a spectrum obtained with the data from SITELLE is presented in Fig. 3.1.

We note that some of the fields used in this paper were observed as part of SIGNALS' proof of concept program, and their spectral resolution and exposure times did not always meet the SIGNALS standards (see Table 3.1).

Data reduction was performed using ORBS and ORCS, SITELLE's dedicated data reduction and analysis pipelines. Details of the automated procedure as well as the sources of uncertainties can be found in Martin et al. (2021). The wavelength calibration is performed using a high-resolution laser source but may show distortions due to aberrations and deformations in the optical structure. To refine the wavelength calibration, we measured the centroid positions of the night sky OH emission lines (in the SN3 filter) in spectra extracted from circular regions sampling the entire FOV following the procedure described in Martin et al. (2018). A velocity correction map is obtained by interpolating values on the night sky velocity grid, reducing the uncertainty on the velocity calibration across the entire field to less than 2 km/s. We also applied a barycentric correction to our observed spectra. Photometric calibrations were performed using images and datacubes of spectrophotometric standard stars. We note that the natural units of iFITS data are wavenumbers (cm^{-1}); ORCS always extracts the information on fluxes, velocity and velocity dispersion using wavenumbers.

Table 3.1 – Characteristics of the datacubes

Field	RA	Dec	Filter	R	Exposure/step	Steps	Date
Field 1 (F1)	01 :34 :24.1	+30 :44 :56	SN3	2200	18s	403	Oct. 12, 2017
			SN2	1020	38s	219	Sept. 28, 2017
			SN1	1020	49s	172	Sept. 28, 2017
Field 2 (F2)	01 :33 :36.2	+30 :42 :57	SN3	3000	18s	505	Oct. 13, 2017
			SN2	1020	38s	219	Sept. 28, 2017
			SN1	1020	49s	172	Sept. 28, 2017
Field 3 (F3)	01 :34 :24.1	+30 :34 :33	SN3	3000	18s	505	Oct. 17, 2017
			SN2	1020	38s	219	Sept. 28, 2017
			SN1	1020	49s	172	Sept. 28, 2017
Field 4 (F4)	01 :33 :33	+30 :32 :55	SN3	2200	18s	403	Oct. 13, 2017
			SN2	1020	38s	219	Sept. 28, 2017
			SN1	1020	49s	172	Sept. 28, 2017
Field 5 (F5)	01 :34 :00.1	+30 :53 :35	SN3	5000	13s	842	Oct. 2, 2021
			SN2	1020	46s	219	Oct. 4, 2021
			SN1	1020	59s	171	Oct. 6, 2021
Field 6 (F6)	01 :33 :19.1	+30 :51 :51	SN3	5000	13s	842	Sept. 30, 2021
			SN2	1020	46s	219	Nov. 5, 2021
			SN1	1020	59s	171	Nov. 10, 2021
Field 7 (F7)	01 :32 :50.7	+30 :34 :50	SN3	5000	13s	842	Oct. 4, 2018
			SN2	1020	46s	220	Oct. 11, 2018
			SN1	1000	59s	171	Oct. 12, 2018
Field 8 (F8)	01 :32 :51.1	+30 :22 :34	SN3	5000	13s	842	Oct. 15, 2020
			SN2	1020	46s	219	Dec. 8, 2022
			SN1	1000	59s	171	Nov. 16, 2022
Field 9 (F9)	01 :33 :41.6	+30 :18 :47	SN3	5000	13s	842	Sept. 29, 2019
	01 :33 :42.6	+30 :20 :57	SN2	1020	46s	220	Dec. 11, 2022
	01 :33 :38.6	+30 :21 :08	SN1	1000	59s	171	Nov. 14, 2020

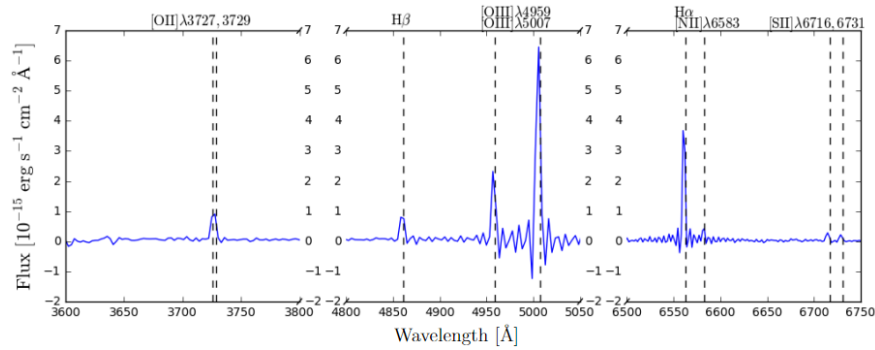


Figure 3.1 – Integrated spectrum of J013327.76+303150.9 (WN) in a 5-pixel diameter region using datacubes obtained by SITELE

3.2.2. Hubble Space Telescope

Images from the Hubble Space Telescope’s Advanced Camera for Surveys (ACS), specifically its Wide Field Channel are used in this study to obtain a holistic view of the stellar population inside fields of interest (see Williams et al. (2021) for a detailed analysis of the stellar population of M33 based on these images). The chosen fields are observed in the F475W and F814W filters to highlight the hotter, brighter stellar population from the rest and thus isolate the possible ionization sources inside candidate WR nebulae.

3.2.3. Alignment of cubes

In order to study and compare spectral line maps from different datacubes, their misalignment and resolution mismatch have been adjusted using Python scripts, mainly from the Numpy, Scipy and Astropy libraries. A reference star (unsaturated, isolated and visible in all three datacubes) was chosen and modeled as a 2D gaussian and its parameters were used to align all three datacubes (by aligning the maxima of the gaussians). The datacubes with higher resolution were artificially degraded by convoluting with a kernel that results in the same gaussian as the reference star in the datacube with the lower resolution. Since all three datacubes for a same field have been obtained during the same mission, there was no need for a rotation correction.

3.3. Analysis

3.3.1. Spectral line maps

We used the coordinates of all known WR stars in M33 from Neugent & Massey (2011b) to extract a 100x100 pixel frame (corresponding to 32" x 32") centered on each star. 178 out of the 211 known WR stars were found in the fields observed by SITELLE which are illustrated in Figure 3.2 (see Table 3.2).

Eleven of those are observable in two different fields, which results in 178 individual WR stars to analyze for our study (see Figure 3.2). We chose to name the bubbles found around

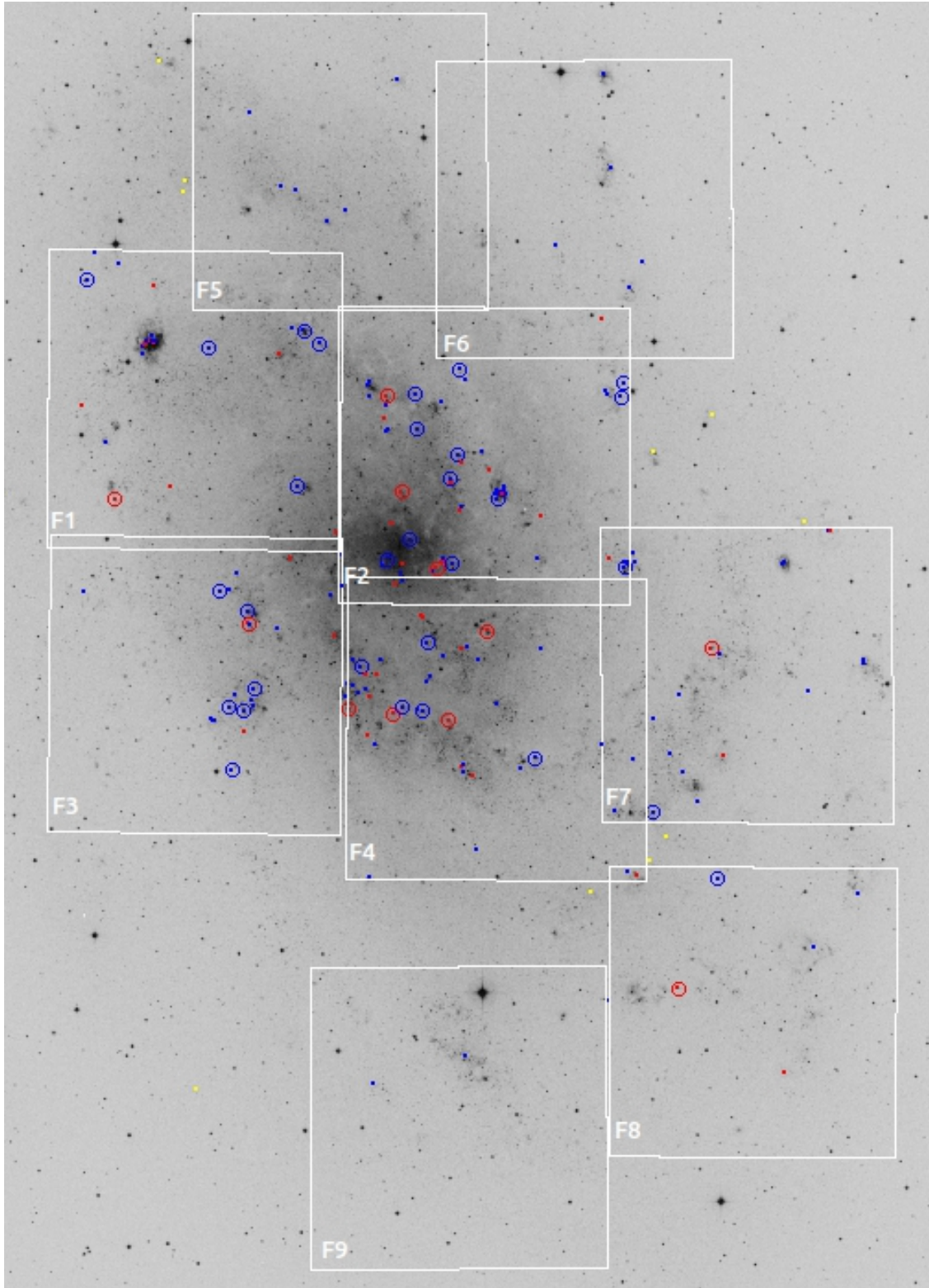


Figure 3.2 – The boundaries of the 9 fields of M33 studied with SITELE are indicated in white (North is up and East to the left). We indicate WN stars in blue and WC stars in red and the remaining WR stars located outside the SITELE fields in yellow. Confirmed bubbles are indicated by larger circles around the corresponding WR stars. The background image is from the Digital Sky Survey (Palomar Observatory - Space Telescope Science Institute).

Table 3.2 – Number of WR stars found in SITELLE fields of M33

SITELLE Field	Number of WR stars
F1	26
F2	58
F3	21
F4	45
F5	6
F6	5
F7	24
F8	7
F9	2

them according to the field they were found in and in a sequential order according to their location in right ascension. We also note the clear galactocentric gradient in number of WR stars, already discussed by Neugent & Massey (2011b) : the closer we get to the center of the galaxy, the more crowded the WR population is.

We first inspected the 100x100 pixel (32" x 32") frames for each of the 178 WR stars in the H α line images (see the left panel of Figure 3.3 for an example). This provides general information about their immediate surroundings and allows us to identify a first group of circumstellar nebulae, seemingly centered or almost-centered on the star, in a circle-like shape, either complete or not. In this paper, all figures starting from Figure 3.4 represent a field of 100x100 pixels centered on a WR star, unless otherwise specified.

We used the HST images for most of the targets in that first group to determine if the WR star was the only blue star within the bubble to be its associated star. When possible, we compared the images in the F814W filter (see the right panel of Figure 3.3) that give us an understanding of the global stellar population within the area, to the ones in the F475W filter (middle panel of Figure 3.3), that isolate the hottest, and thus, most likely candidates for generating or ionizing the bubble. For cases in which we were able to isolate clearly only one and hot star in the center of the nebula, that is the WR star, we were able to confidently conclude that it is indeed a WR bubble. The F4-1 confirmed bubble shown in Figure 3.3 is a

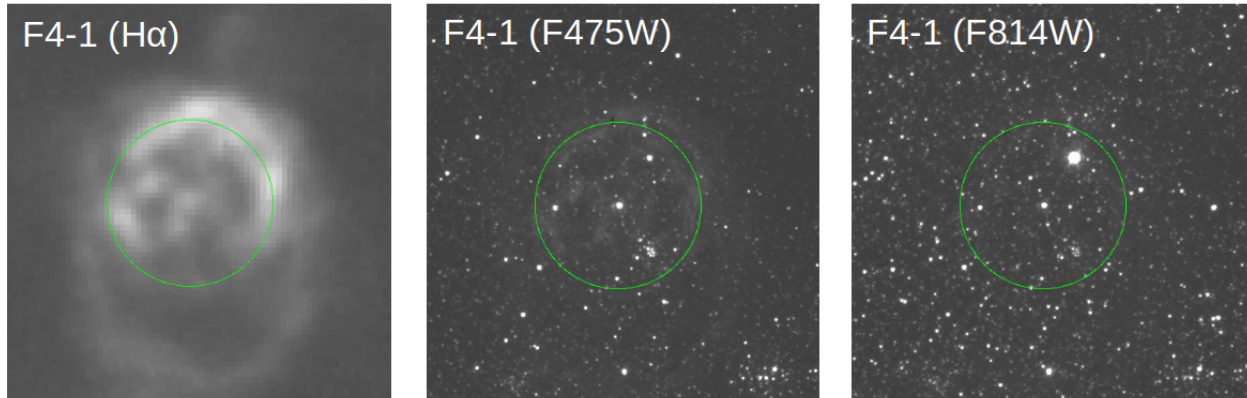


Figure 3.3 – $H\alpha$ image of the region surrounding F4-1 (left) obtained with SITELLE. Center and right : the same region as seen by the HST (with the F475W and F814W filters, respectively). The green circle is centered on the WR star and has a radius of $5''$. We note the presence of a small, dense cluster to the south-east and a possible RSG or foreground star to the north-east of the WR star.

good example of a WR star that appears to be the only hot star within the bubble boundary despite the presence of numerous other stars seen in the F814W image.

In cases where the star studied lied outside the fields observed by the HST, we used the deep images produced using SITELLE, in the SN1 and SN3 filters. These give us a comparison of the stellar population similar to the data we obtain with the HST, but with a lower spatial resolution.

For WR stars that seemed to be associated with a bubble-like nebula that was most likely blown or ejected by them, we carried out a more detailed investigation by looking at the same 100×100 pixel images in the $H\beta$ (SN2), $[\text{NII}]\lambda 6583$ (SN3), $[\text{SII}]\lambda 6731+6717$ (SN3), $[\text{OII}]\lambda 3726+3729$ (SN1), and $[\text{OIII}]\lambda 5007$ (SN2) lines. We also inspected the velocity dispersion map in this same region, along with the velocity maps and some line-ratios images that we have chosen to diagnose different types of phenomena :

- The ratio $[\text{NII}]\lambda 6583/H\alpha$: depends on the ionization parameter.
- The ratio $[\text{SII}]\lambda 6731+6717/H\alpha\lambda 6563$: similarly, this ratio also depends on the ionization parameter. Indeed, according to Kewley et al. (2019), $[\text{SII}]$ lines are produced in a partially ionized zone at the edge of HII regions, which depends on the ionization parameter.

- The ratio $[\text{SII}]\lambda 6731 / [\text{SII}]\lambda 6717$: a density-sensitive line ratio.
- $\text{H}\alpha\lambda 6563 / \text{H}\beta$: provides a good estimate of the extinction.
- The ratio $[\text{OIII}]\lambda 5007 / [\text{OII}]\lambda 3726+3729$: is a good ionization diagnostic.
- The ratio $[\text{OIII}]\lambda 5007 / \text{H}\beta$: also depends on the ionization parameter.

These provide us with a fairly good understanding of the surroundings of each of the WR stars, either in regards of the morphology/shape and composition of the nebulae (with spectral line maps), its dynamics (velocity and velocity dispersion maps), or the ionization parameter, electron density, and excitation sources.

3.3.2. Nebulae identification

We have adopted three criteria that we use to decide if a WR star has an associated bubble or not :

1. *There seems to be a nebula surrounding the WR star that is reminiscent of a bubble (complete / symmetrical or not).*
2. *The WR star is the only apparent hot star located near the center of the bubble.*
3. *The WR star appears to have a clear impact on the ionization of the bubble or surrounding gas.*

For the first criterion, we mostly used the $\text{H}\alpha$ and $[\text{OIII}]\lambda 5007$ images. For the second one, images from the HST were used, when possible, and deep images from SITELLE whenever the stars were not included in fields observed by the HST. The last criterion is verified using the $[\text{OIII}]\lambda 5007 / [\text{OII}]\lambda 3726+3729$ and $[\text{OIII}]\lambda 5007 / \text{H}\beta$ line-ratio images . When at least two of the three criteria are satisfied, we consider the WR star to be associated with a bubble. This leads us to identify 43 WR bubbles in M33. Some specific examples are discussed in Section 3.4.1. Observed spectral line and line ratio maps for the identified bubbles are presented in the Appendix. In certain cases we were not able to validate two of our three criteria with sufficient confidence but still believe they are noteworthy. We will review these cases in Section 3.4.2.

We observed that in most cases, the $[\text{OIII}]\lambda 5007$ line in particular was the best indicator of the presence of a bubble since, most of the time, it highlights the closest parts of the nebula to the WR star, which renders the bubble-like shape most discernable.

Moreover, we found the $[\text{OIII}]\lambda 5007 / [\text{OII}]\lambda 3726+3729$ and $[\text{OIII}]\lambda 5007 / \text{H}\beta$ ratios to also be amongst the clearest diagnostics for the presence of circumstellar bubbles. When comparing the surroundings of the 178 WR stars in these line ratios, we found, in most cases, a clear contrast between isolated stars with no particular associated nebula, or foreground/background nebulosity that does not seem to have a correlation with the WR star, and those that are associated with a circumstellar bubble that is partially impacted by or entirely blown by them. Indeed, in the former case, the star or its surroundings do not stand out from the background noise while in the second case, we see a clear, usually circular structure perfectly centered on the WR location with a definite increase in the value of these line ratios, which most likely indicates that the gas has been ionized by the WR star. A clear example of such a case is illustrated in Figure 3.4 for the nebula F2-14.

3.4. Individual objects

3.4.1. Some WR bubbles

In this section, we individually review some of the most interesting objects that we have clearly classified as WR bubbles. We have chosen examples of different types of WR stars, morphologies and compositions to illustrate all types of confirmed bubbles.

3.4.1.1. *J013327.76+303150.9 (F4-1)*

The nebula around this WN star (see Figures 3.3, 3.5, 3.6, 3.7, 3.8, 3.9) has already been discovered and studied by Drissen et al. (1991) who identified a small bubble around the WN-type star, surrounded by a fainter, larger one near the south of the WR star. The nebula is also visible in the HST images in the F475W filter, that includes part of the strong

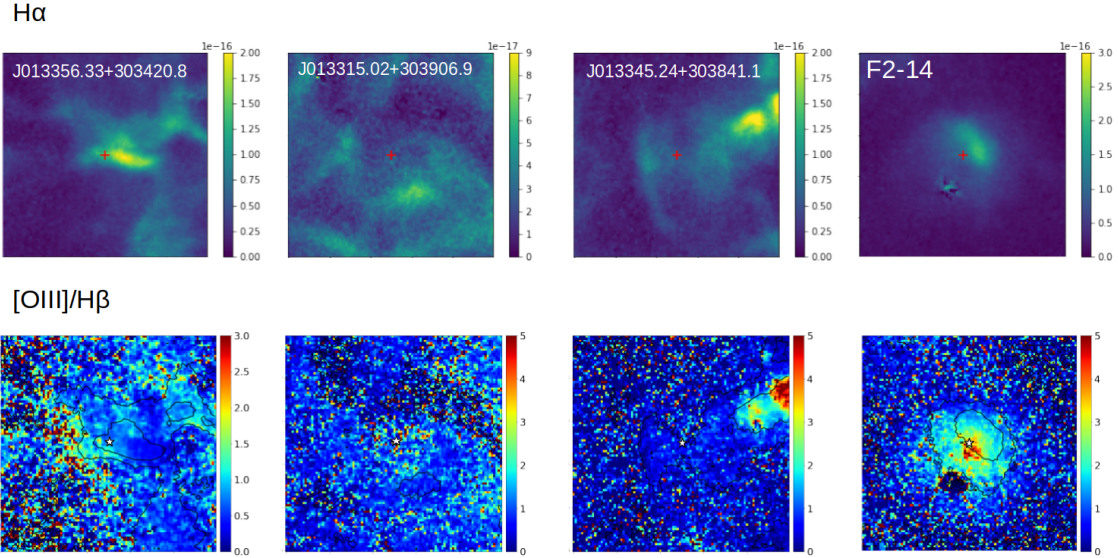


Figure 3.4 – An example of 4 WR stars, with only one surrounded by a nebula confirmed as a WR bubble in this study (F2-14, see Section 4.1). The red cross (for $H\alpha$ images) and white star ($[OIII]/H\beta$ images) in the middle indicates the location of the WR star. The fields represent a 100×100 pixel region ($32'' \times 32''$) centered on the WR star. The flux is in $\text{erg}/\text{cm}^2/\text{s}$, as in all subsequent figures. All images were obtained with SITELLE.

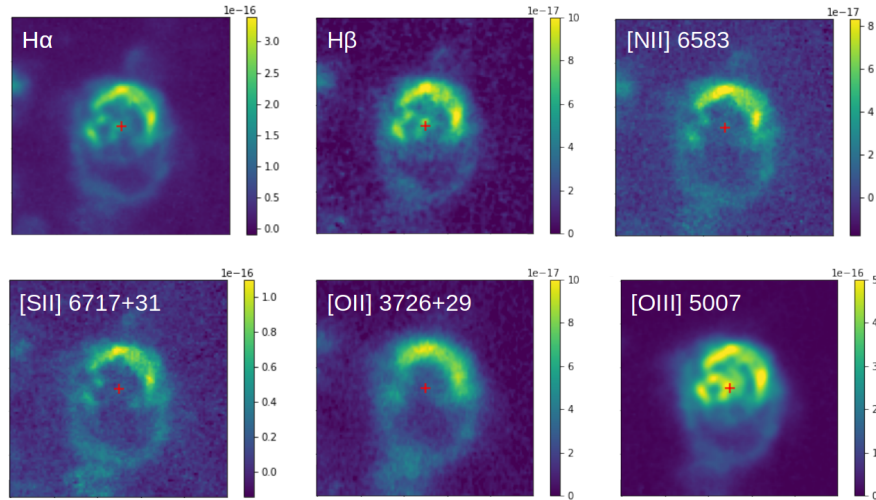


Figure 3.5 – Some spectral line maps of the WR bubble F4-1. Top, from left to right : $H\alpha$, $H\beta$, $[NII] \lambda 6583$, Bottom, from left to right : $[SII] \lambda 6731 + 6717$ (SN3) , $[OII] \lambda 3726 + 3729$ and $[OIII] \lambda 5007$. The red cross at the middle is where the central WR star of F4-1 is located. The images show a 100×100 pixels region centered on the WR star.

$[OIII] \lambda 5007$ emission (see Figure 3.3).

The line ratio maps (see Figure 3.7) indicate a weak $[\text{NII}]/\text{H}\alpha$ ratio in the center but the intensity increases from 0 to 0.35 around the edges of the bigger bubble with increasing distance from the star. Even then, the ratio remains too faint to indicate a shock region. As for the $[\text{OIII}] / [\text{OII}]$ ratio, it decreases with increasing distance from the star as expected for ionized gas surrounding a hot star : the more energetic photons from the star first ionize the closest gas and thus there is less and less ionization with increasing distance.

The comparison of the image taken with the F814W and F475W filters (see Figure 3.3) indicates clearly the presence of a hot, isolated star in the center of the bubble (the WR star). The intricated bubbles could indicate an evolutive scenario in which the WR star has blown a fast stellar wind in the ejecta of its previous phases. These winds would first sweep the surrounding ISM to form an initial bubble while the star is on the main sequence and subsequently the star would have evolved to its actual WR stage and either ejected or swept-up a nebula from an intermediate evolutionary phase (eg. LBV or RSG) associated with a denser and slower wind. The first larger bubble is usually less dense and more difficult to detect because of its size and age, which is confirmed in our spectral line maps, where the smaller bubble appears more intense than the larger structure to the south. According to this scenario, the first, larger, interstellar bubble (in comparison to the smaller, circumstellar bubble) should be made-up of compressed interstellar medium and thus its abundances should not be affected by material from the star. As for the circumstellar bubble, it most likely consists of ejecta from the star, blown inside this cavity, and should therefore show products from the nuclear reactions in the Wolf-Rayet's core, such as the CNO cycle, which mainly produces helium and nitrogen. That is why it is expected to see excess products in the circumstellar bubble in comparison to the ISM. The smaller bubble is more intense and clearly visible compared to the bigger extension in all spectral line maps. In Figure 3.6 we present the velocity and velocity dispersion maps. We clearly detect a difference in velocity of the nebula compared to the surrounding gas and the velocity dispersion for the smaller bubble is much higher than that of the background. This indicated

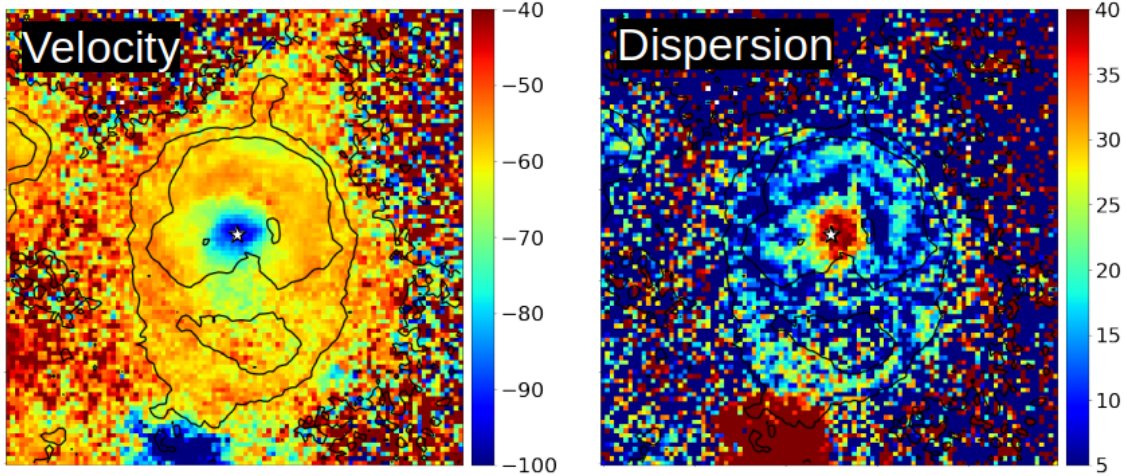


Figure 3.6 – Velocity (left) and velocity dispersion (right) maps in km/s around F4-1. We note the presence of a SNR to the south-west of the star.

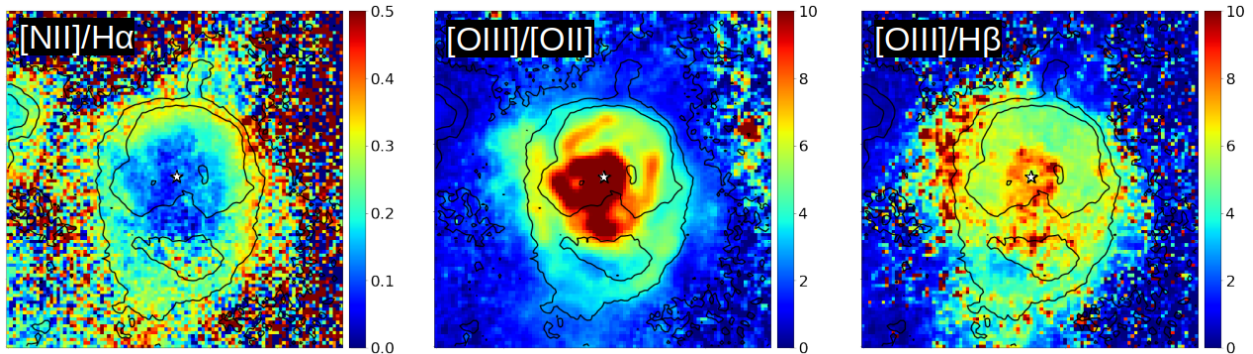


Figure 3.7 – Line ratio maps of F4-1 showing the same region as Figure 3.5. From left to right : $[NII] / H_{\alpha}$, $OIII/OII$, $[OIII] / H_{\beta}$.

that the nebula is expanding as a consequence of having been blown by the current winds. The older, larger bubble does not stand out as much.

We have also made a Baldwin, Phillips Terlevich diagram (BPT, Baldwin et al. (1981)) that compares the $[NII]/H_{\alpha}$ and $[OIII]/H_{\beta}$ line ratios emitted by the gas in all regions of this nebula (Figure 3.8). A BPT diagram is used to differentiate classical HII regions from shock-driven environments by comparing spectral line ratios. The blue points are from a circular region around the star within a 10 pixel radius and the dashed and dotted lines are theoretical predictions for HII regions and shock excited gas from Kauffmann et al. (2003) and Kewley et al. (2001) respectively. This has allowed us to determine that the bubble is

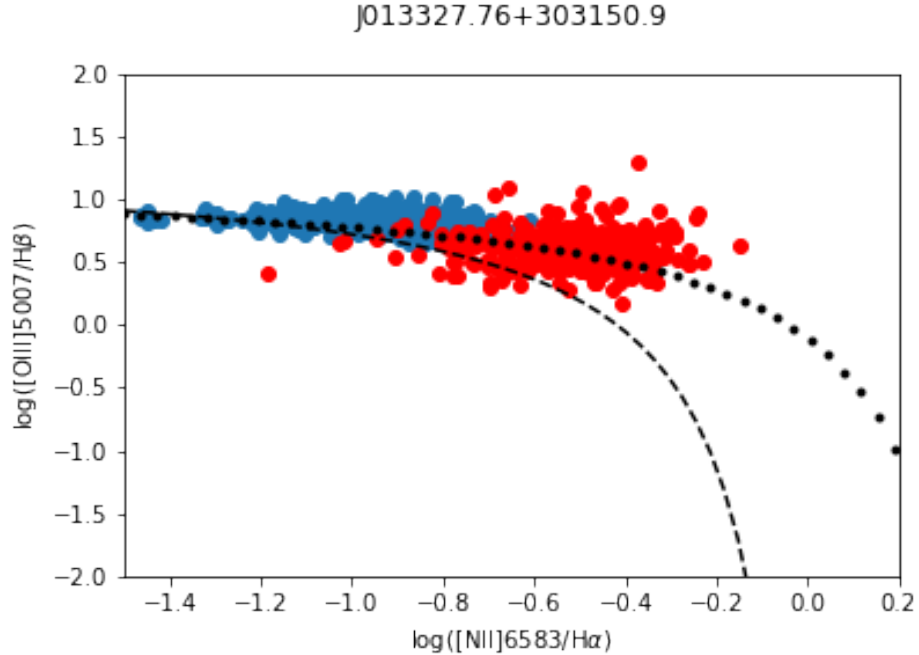


Figure 3.8 – BPT diagram of F4-1 with the borders between purely photoionized regions (below the lines) and shocked regions (above the lines). The dotted line is from Kewley et al. (2001) and the dashed line from Kauffmann et al. (2003). The blue dots are the pixels inside a 10-pixel radius region of the Wolf-Rayet and the red dots are the pixels in a region around the SNR near F4-1.

located at the theoretical limit between classical HII regions and a shock driven environment. As a comparison, we have also included in this plot a supernova remnant located in close vicinity to the bubble (red points). If we adopt the Kauffmann predictions, we conclude that the SNR is located to the right of the bubble above the line in the shocked region, as expected.

Finally, we present a color-magnitude diagram (Figure 3.9) of the stellar population in the vicinity of the WR star indicated by a red dot. This helped us verify that even though many of the stars are hot, bright stars on the supergiants branch, the WR star is among the hottest stars in the vicinity, even though it does not completely stand out.

3.4.1.2. *J013342.53+303314.7 (F4-3)*

F4-3 is a bubble located around a WC4-5 star, according to Neugent & Massey (2011b). Because of the presence of two other bubbles to the north and south of this bubble, we have nicknamed it the Snowman Nebula. Its size and shape look like a typical bubble with an

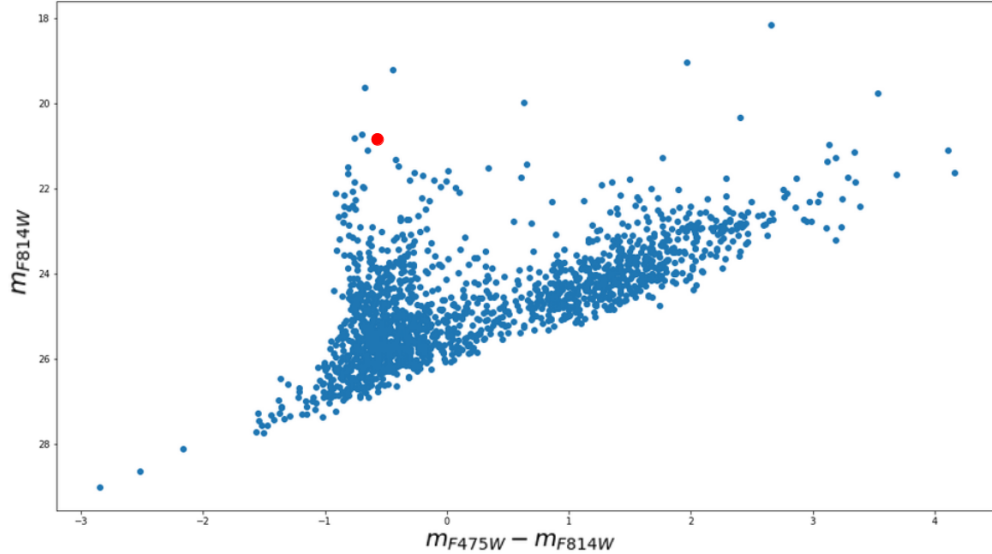


Figure 3.9 – Color-magnitude diagram of F4-1 (in red) and the stellar population in its vicinity (around 100-pixel radius).

opening to the west of the star (see Figure 3.10). The WR star is clearly the only bright star visible in the F475W images and is located in the center the bubble.

Although the surrounding two nebulae have a bubble appearance, there are no known WR stars in their vicinity and their composition is clearly different from that of the WR bubble. The one to the south of the WR star is more intense in every line map except for [OIII] (see Appendix) which indicates that it has a lower ionization level than the WR bubble. Conversely, the one to the north is about the same intensity or perhaps a bit less than the WR bubble, except in the [OIII] line images. Although all 3 nebulae have the same appearance in most ratio maps, we can clearly separate them in the [OIII]/[OII] and [OIII]/ $H\beta$ line-ratio images (see Appendix). While the upper bubble presents the brightest values of these ratios, the WR bubble seems to have some enhancement, and the last bubble at the bottom is the least intense one. The intensity of these line ratios for the bubble surrounding this WC4-5 star is lower than we typically observe for those created by early-WN type stars. This is compatible with gas surrounding a cooler star and thus gas that is less ionized. This could indicate a later spectral type than WC4-5 or conversely, ionization to higher levels. The ionized region is perfectly circular and centered on the WR leading us to conclude that it is

indeed the sole or principal contributor. It is unclear what is ionizing the northern nebulosity but there is no known WR star at this location.

3.4.1.3. *J013345.99+303602.7 (F4-4)*

Surrounding the WN4 star also known as MC46, this nebula has already been studied by Drissen et al. (1991) who found a bright, smaller loop centered on the WR star, itself located in a bigger, asymmetric bubble open to the east. The latter is visible in all spectral line maps of interest but the smaller bubble is only clearly visible in the $H\alpha$ (Figure 3.10) and [OIII] maps. The HST images confirm that the WR star is the only hot star in the vicinity and that it is located in the center of the bubble. The [OIII]/[OII] and [OIII]/ $H\beta$ ratio maps (see Appendix B) clearly show the effect of the WR star on the ionization of the bubble : the ratios gradually increase with decreasing distance to the star in a pattern that is perfectly centered and symmetrical around it. The values of these ratios are among the highest observed for all the bubbles we have studied, which is coherent with a WN4 spectral type associated with this WR star.

3.4.1.4. *J013307.80+302951.1 (F7-2)*

Just as F4-4, this WNE star is surrounded by a small bubble directly centered on it that is strong in [OIII] (see Figure 3.58), itself located in a bigger, asymmetrical nebula. However, the latter seems too big to have been blown by the WR star only and could instead be explained by the presence of other massive stars in the vicinity. We were not able to test this with images from the HST since this field was not observed, but our own deep images lead us to believe that there are indeed other massive stars in the neighborhood of the WR star. The [OIII]/[OII] and [OIII]/ $H\beta$ ratios (see Appendix) are also very high and this is compatible with an early WN spectral type.

3.4.1.5. *J013416.28+303646.4 (F3-2)*

This is a circular nebula with the WR star located very close to the center. Drissen et al. (1991) mention that there is a ring nebula adjacent to this WC6 star and indeed

we clearly detect a large shell to the south. Although we note the presence of a WN star (J013416.07+303642.1) relatively close to the central star of F3-2 (at a distance of about 5" to the SE), it does not seem to play a major role in the formation or excitation of either of these nebulae, based on the HST images of this field. Indeed, J013416.28+303646.4 is the only hot star visible at the center of the smaller bubble that we associate with the WC6 star. However, there is another comparably hot and bright star located near the center of the larger, adjacent bubble. The WN star, J013416.07+303642.1, is located at the junction of both these nebulae and although it might play a role in the ionization of the gas, it does not seem to be the main actor in either of them because of its location.

Another remarkable detail about this bubble is that in the [OIII] map (see Appendix), the larger, non-WR bubble totally disappears, leaving only our smaller, WR bubble visible. Although the [OIII]/[OII] and [OIII]/ $H\beta$ ratios are much less intense than that of most of the other WR bubbles, they still seem to indicate that the WR star plays a role in the ionization of the bubble, with a clear, circular and centered bright spot around it.

3.4.1.6. J013406.80+304727.0 (F1-2)

F1-2 surrounds a WN7-type star and can be viewed as a typical example of an incomplete bubble as it appears as a circular arc open to the west. The HST images show a cluster of hot bright stars inside the arc but the WR star is clearly the brightest. Moreover, the arc is perfectly centered on the WR star, as seen in the $H\alpha$ and [OIII] images, as well as in the [OIII]/[OII] and OIII/ $H\beta$ ratio maps. As expected from the late spectral type of the WR star, these ratios increase near the WR star but the highest values are still lower than for other hotter WR-star bubbles.

3.4.1.7. J013404.07+304658.3 (F1-1)

J013404.07+304658.3 is one of the 5 candidates mentioned by Neugent & Massey (2011b) that have been confirmed as WR stars later-on by Neugent & Massey (2014). Although the nebula seems relatively large in $H\alpha$ (see Figure 3.10), the [OIII] map highlights a smaller,

central part around the WN6-type star. This is most likely the gas ionized by the WR star. This same central part is also clearly visible in the $[\text{OIII}]/[\text{OII}]$ and $[\text{OIII}]/H\beta$ ratio maps. Since the WR star is the only visible star in the F475W images, we conclude that it is indeed a WR bubble. The bigger, asymmetrical part of the nebula is probably the interstellar material that has been pushed by the wind of the star in a previous evolutionary stage and its morphology could be due to the inhomogeneity of the interstellar medium. Note that the brightest part of this arc corresponds to where both bubbles meet.

3.4.1.8. *J013334.04+304117.2 (F2-3)*

J013334.04+304117.2 is a WN star adjacent to a giant HII region, NGC 595, located to the north-west of F2-3. There is a clear, almost complete circular nebula, but the WR star is not located perfectly in the center, as seen in Figure 3.10. However, the HST images show that there are no other bright stars visible in the F475W or F814W maps inside the bubble. The $[\text{OIII}]/[\text{OII}]$ and $[\text{OIII}]/H\beta$ maps (see Appendix) are amongst the lowest values of all the confirmed WR bubbles, and the shape of the ionized region in the $[\text{OIII}]/[\text{OII}]$ map is quite unusual. Instead of a clear circular region where the ratio is higher than the background and centered on the WR star, there is a ring, matching the nebula's extent, and a smaller spot inside the ring, where the ratio is the highest, but the inside of the ring (excluding the smaller, central spot) is almost as faint as the background. One explanation for this might be that the bigger ring is the bubble blown by the WR star in an earlier phase and the smaller spot might be the more recent ejecta filling the previously hollow bubble. The low values seen in the ratio maps lead us to believe that this is actually a late-type WN star.

3.4.1.9. *J013340.69+304253.7 (F2-5)*

Also classified as a WN star, the central star of F2-5 has many other massive stars in its vicinity, according to the HST images. However, the associated nebula is small and well-centered on the WR star and thus easily identifiable as its own bubble. Even though the nebula is already apparent in $H\alpha$ (see Figure 3.10), the arc to the south-east of the WR star is clearly visible in $[\text{OIII}]$ and in the ratio maps. Its radius is one of the smallest of all WR

bubbles we identify in M33. The intensity of $[\text{OIII}]/[\text{OII}]$ and $[\text{OIII}]/\text{H}\beta$ leads us to believe that this must be an early-type WN star.

3.4.1.10. *J013352.71+304502.0 (F2-14)*

A particularly interesting case is the bubble F2-14. Its WR star is classified as a WC4-type and it is a nebula with a particularly bright arc to the north-west of the star. The WR star is not located perfectly at the center of the nebula but it is the only hot star in the region, according to the HST images. This leads us to believe that it must be the progenitor of the nebula and that its asymmetry is mainly caused by the inhomogeneities of the medium. The major part played by the WR star becomes clear in the ratio maps, where the most ionized part of the nebula is not located on its brightest arc as expected but instead, perfectly centered on the WR star.

3.4.1.11. *J013350.71+305636.7 (F5-1)*

This bubble is perfectly circular and the WR star is well centered within it. Furthermore, it is the only apparent hot star that is ideally located (although another hotter star can be found to the north of the WR star, its location leads us to believe that it is unlikely to have blown this bubble). The nebula is particularly visible in $[\text{OIII}]$ and the ratio maps also show the clear influence of the WN star on its ionization : it is a textbook example of a WR bubble. An interesting characteristic of this bubble is the presence of multiple "cells" inside it (see Appendix), especially one right above the WR star that seems to be a smaller bubble blown by the hot star previously mentioned.

3.4.2. Uncertain bubble candidates

Some of our bubble candidates (see Figures 3.11, 3.12) that we were unable to confirm using our three criteria were nevertheless noteworthy and will be reviewed in the following subsections.

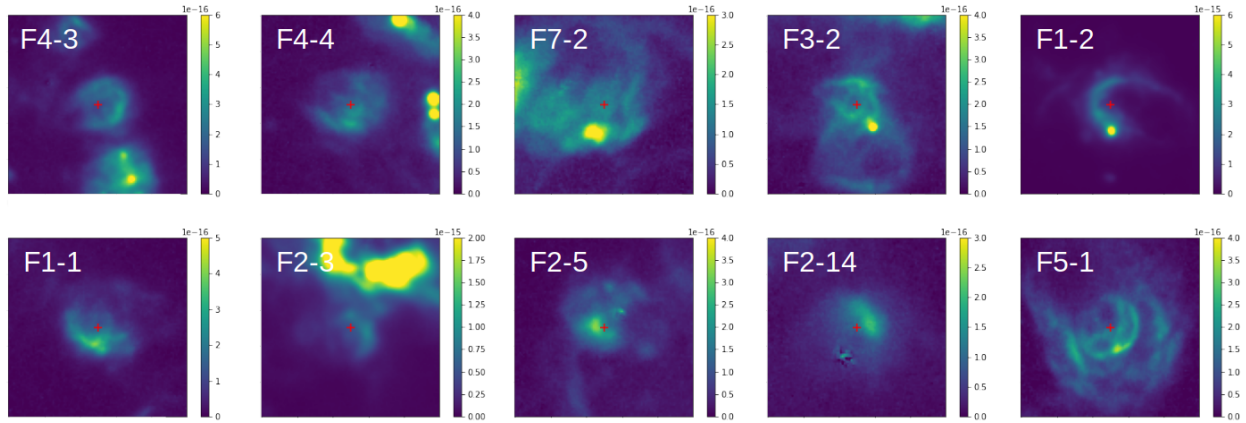


Figure 3.10 – $H\alpha$ images of the bubbles mentioned in Section 3.4.1. The red cross is the location of the WR star. It is a 100x100 pixels region centered on the WR.

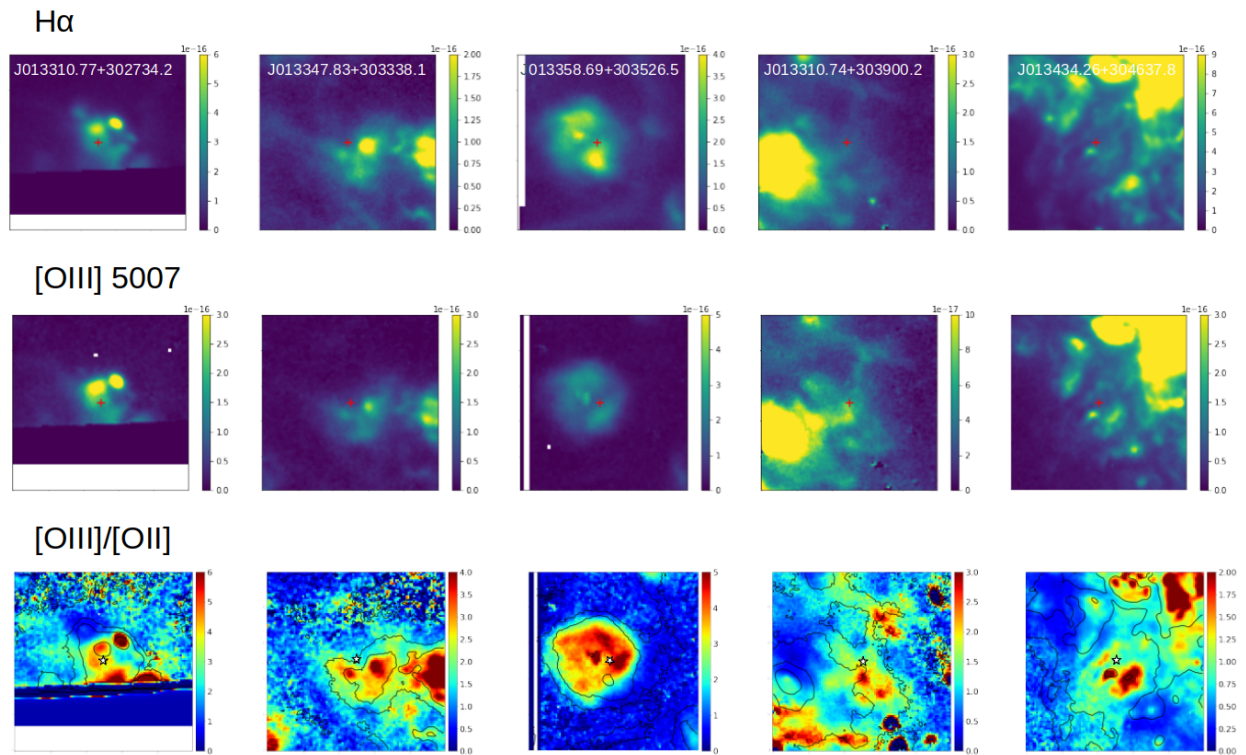


Figure 3.11 – Images of the uncertain bubbles mentioned in Section 3.4.2 (Part 1 of 2). From top to bottom : $H\alpha$, [OIII], [OIII]/[OII].

3.4.2.1. *J013310.77+302734.2*

J013310.77+302734.2 is a WN4 star near the limits of Field 4. There are no available images of this region obtained by the HST. However, there seems to be a nebula centered around the WR star in the $H\alpha$ and [OIII] maps. There is also an apparent arc for which

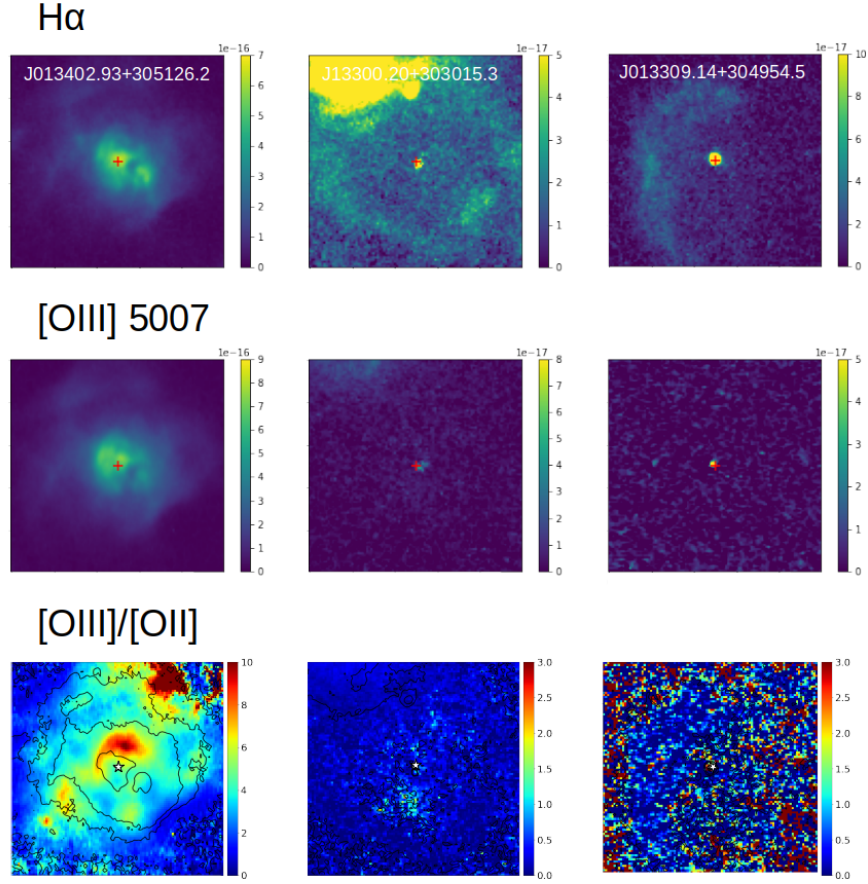


Figure 3.12 – Images of the uncertain bubbles mentioned in Section 3.4.2 (Part 2 of 2). From top to bottom : $H\alpha$, $[OIII]$, $[OIII]/[OII]$.

the $[OIII]/[OII]$ and $[OIII]/H\beta$ ratios increase (see Figure 3.11), but it is not possible to conclude if the arc is related to a possible WR bubble or to the two apparent bright spots in the vicinity of the WR star that seem to obstruct our view. For these reasons, we cannot validate a bubble associated with this star using our three criteria. A further analysis of the region with images that could enlighten us on the stellar population in the vicinity of the star are needed to interpret the impact of the WR star on this nebula.

3.4.2.2. *J013347.83+303338.1*

J013347.83+303338.1 is also a WN4-type star that is located near the center of an asymmetric nebula. The HST images of the region indicate the presence of a second hot star near the WR star located at the brightest point of the nebula. Some other, much less luminous but still seemingly hot stars are located nearby. For this reason, even if we do seem to see an

arc around the WR star on the ratio maps, it is hard to determine if it is an illusion due to the presence of the two bright spots associated with the other stars or if the WR star itself has an impact on the nebula.

3.4.2.3. *J013358.69+303526.5*

The nebula around this star appears as a bipolar nebula with two bright parts, one at the south-west of the WR star and the second at the north-east. Since no HST images are available for this region, not much information can be obtained on the stellar population in the vicinity of the star. The nebula looks like a perfect circular bubble on the ratio maps, slightly bigger than most of the WR bubbles studied here, but it is not perfectly centered on the WR star. This might be due to the fact that it is part of a cluster with multiple massive stars playing a part in the formation of the bubble, which would then be a superbubble, or there might be another massive star located near the WR that is the main actor in the formation of the bubble. These uncertainties make it impossible to distinguish the individual influence of J013358.69+303526.5 on the surrounding gas.

3.4.2.4. *J013310.74+303900.2*

J013310.74+303900.2 is in a crowded region with a very bright nebula, most likely associated with a cluster, located close to it on to the east side. Many filaments are visible and the main ionizing sources seem hard to identify. This region is also not covered by the HST images and thus it is not possible to determine the stellar population in the vicinity of the WR star or the nebula. Because of the crowding in this region, it is hard to determine the direct ionizing impact of the WR star on the ratio maps of interest and to identify a clear region that would be associated directly with the WR star.

3.4.2.5. *J013434.26+304637.8*

As in the previous case, the main difficulty in the study of this star, one of the candidate WR stars later confirmed as such by Neugent & Massey (2014), is the fact that it is located in a very crowded region, near NGC 604. The ratio maps seem to indicate the presence of

a spot relatively well-centered on the WR location where the values increase and the [OIII] map shows an arc centered around the WR star but it is difficult to determine if the WR is the only one in this region that could impact this particular nebula.

3.4.2.6. *J013402.93+305126.2*

This WN3 star is surrounded by an asymmetric clumpy nebula. The [OIII]/[OII] map shows an increase in intensity in the shape of an arc, however, the deep images lead us to believe that there is a second star that is hotter than the WR star in its close vicinity, and the brightest part of the [OIII]/[OII] map seems to overlap with the position of this other star. For this reason, it is impossible to conclude if the bubble is really a WR nebula or not.

3.4.2.7. *J013300.20+303015.3 and J013309.14+304954.5*

These two potential bubbles are located around late-type stars of spectral type WN8 and Ofpe/WN9, respectively. Because of the spectral type of the stars, we do not expect their surroundings to be highly ionized as the stars are expected to be of relatively low temperature. Therefore, it is perhaps not surprising to find that the bubbles are not clearly apparent on our usual ratio maps. However, an interesting feature that is present in both cases is the fact that the WR stars themselves are visible in different wavelength ranges than those expected for their spectral types. In both cases, they seem to be the brightest and best located star near the center of the bubble. However, the sizes of the nebulae (a diameter close to 100 pc in both cases) casts a doubt on the role that the WR star played in generating the bubbles. Since there appears to be no other star that could have contributed to the creation of the bubbles in the vicinity of the WR stars, it is unlikely that they are superbubbles. However, they might have been blown during the previous stages of the life of the stars, similarly to the O-star bubbles studied by Oey & Massey (1994). Indeed, the sizes are similar to what these authors measure for the two objects mentioned in their paper.

Although some characteristics of the nebulae around these particular WR stars seem to indicate the presence of a bubble directly related to the WR, either in its formation or

Table 3.3 – Spectral subtypes of observed WR stars

	WR stars in SITELLE fields	WR stars with bubbles
WNE	65	16
WN	24	11
WNL	39	4
WN/WC	3	1
WCE	37	9
WC	8	2
WCL	2	0
Total	178	43

ionization, it is difficult to undoubtedly conclude for various reasons related to the absence of precise information or crowdedness of the regions in which the WRs are located.

3.5. Discussion

3.5.1. Statistics and correlations

The information on all confirmed WR nebulae we identified in this work is summarized in Table 3.4. We find 43 WR stars to be surrounded by nebulae that seem to be formed and/or ionized mainly by them. Statistically, we consider our uncertainty on this number to be $\sqrt{43} = 7$. Thus, our final result is 43 ± 7 bubbles. Considering that there is no uncertainty on the total number of studied WR stars (since the survey of Neugent & Massey (2011b) is considered to be 95% complete, and even if there were more WR stars, we considered the current population of 178 observed WR stars only), we find a detection rate of 24 ± 4 %.

As shown in Table 3.3, among the 43 WR stars with confirmed bubbles, 31 are classified as WN, 11 as WC and the last one, J013346.80+303334.5 (associated with F4-5), is a transition-type WN/WC star. Transition-type stars, as indicated by their names, show strong lines in both carbon and nitrogen and are thought to be in a transition stage between the WN and WC evolutionary phases (Massey & Grove, 1989). If we adopt WN6 and hotter WN stars as "early", then we also find that among the 31 WN-type stars with bubbles, 16 of them are of WNE type and four of them are WNL. The other 11 stars are only classified as "WN" type with no further details. As for the WC stars, nine of them are classified

WCE and the other two are only classified as WC-type stars. To compare with the total population of WR stars in M33, out of the 178 observed stars, 128 of them are classified as WN and 47 of them as WC stars, with three transition-type stars. For the WN stars, 65 of them are further classified as WNE and 39 as WNL. As for the WC stars, there are 37 WCE and two WCL. We find $WC/WN = 0.37$ for the observed WR population in M33 and $WC/WN = 0.35$ for the ones with confirmed bubbles around them. Thus, we find no clear correlation between the spectral type and the presence of bubbles around WR stars.

Although the bubbles are very different in appearance, we have distinguished three morphological categories based on the global shape of the nebula. The first and most numerous ones appear as an "arc", that is an incomplete circular shape for which the brightest parts are usually closest to the WR star. Some examples of arc-like nebulae are F4-3, F1-2 (see Figure 3.10). We separate those from the complete "ring"-like nebulae such as F4-1 or F3-2. The last category is the "clumpy" type where the nebula does not have an apparent ring-like or arc-like shape but is seemingly centered on the WR star and the ratio maps indicate that the WR star has an impact in at least the ionisation or excitation of the gas. We find six bubbles to be ring-shaped, ten clumpy and the other 27 of them are arcs. Four of the six ring nebulae, nine out of the ten clumpy ones, and 17 of the 27 arc-shaped ones are found around WN-type stars. Seven of the bubbles we found around WR stars in M33 are nested, with a smaller bubble inside a bigger one, and those are all associated with WN-type stars except one (F8-2). For the clumpy-looking nebulae around WN-type stars, one is associated with a WNL star and five around WNE stars. The other three do not have a more specific classification.

The dimensions of the WR bubbles we identified have first been determined by fitting an ellipse around the bubble and the chosen minor and major axes for the ellipse have then been converted from pixels to parsecs using the most reliable distance of M33 as determined by de Grijs & Bono (2014). Since that distance is 860 kpc ($750 \pm 140 \pm 50$ kpc), $1'' =$

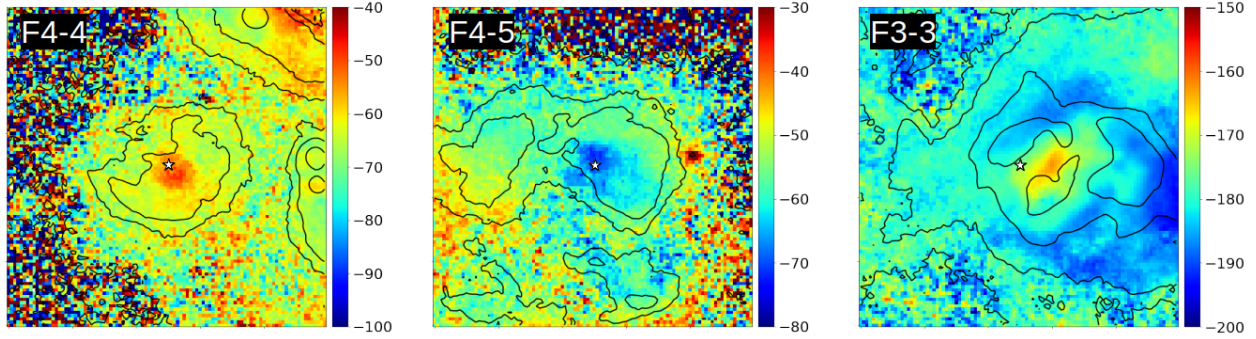


Figure 3.13 – Examples of velocity maps for three WR bubbles : F4-1, F4-5, F3-3. The velocity is heliocentric and in km/s.

4.17 pc. We use SITELLE’s mean pixel scale ($0.32''$), so $1 \text{ px} = 1.33 \text{ pc}$. However, since the ellipse has been fitted by eye, we estimate our uncertainty on the axes to be around $5 \text{ px} \sim 7 \text{ pc}$. The mean axis for simple bubbles is 55 pc. We find 56 pc for WN stars only, and 54 pc for WC stars. We therefore find no real correlation between the bubble size and the spectral type of the central star.

We expected by examining the kinematics of the bubbles, to be able to reveal their expansion, which should translate by a higher velocity at their center and decreasing with distance from the star. However, in most cases, we don’t see this pattern. Although it is very clear and well illustrated for some bubbles, such as F4-1 (see Figure 3.6) and F4-5 (Figure 3.13), most of the time, the velocity is globally uniform over the entire nebula. One thing that is consistent for almost all of them is the fact that the nebula stands out from the background. This is clearly the case when we look at the velocity dispersion maps as shown in examples in Figure 3.14. We can also see spikes in velocity dispersion in the vicinity of some bubbles, which could be associated with supernova remnants. It is coherent to find them in the surroundings of WR stars, hence these peaks are not unexpected.

Finally, most WR bubbles are clearly visible in $H\alpha$ but the individual impact of the WR star is usually more distinguishable in $[\text{OIII}]$ images. Whenever there are entangled bubbles, that is a smaller, supposedly circumstellar bubble as defined by Hung et al. (2021)

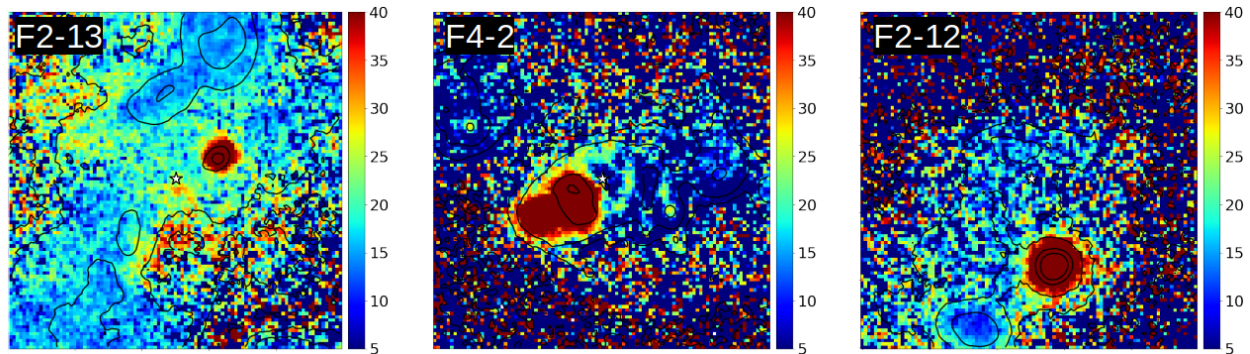


Figure 3.14 – Examples of velocity dispersion maps for three WR bubbles : F4-1, F4-2, F2-12, in km/s.

contained within a bigger, so-called interstellar bubble, the contrast between them is also the most noticeable in the [OIII] line-map, as is the case for F8-1 and F8-2 for example. The brightest part of the arc is always the one closest to the WR star. Although there are a few exceptions, the [OIII]/[OII] and [OIII]/H β ratio seems to be the strongest for bubbles around WNE type stars.

We find only a few WR stars to be completely isolated from the presence of any hydrogen emission in its vicinity. Although it might also be the case for some others, since the gas seen in their surroundings might be located in the line-of-sight but not related to the star, it is not clear why these stars do not have any sign of nebula around them.

3.5.2. Evolutionary scenario

According to Chu (1981), and, more recently, Chu (2016), the first impact a hot star has on its surroundings is by radiatively exciting it (R-type nebula). Then, the high luminosity leads to the formation of stellar winds, which in turn can lead to the surrounding material being blown as a W-type nebula during the main sequence phase when the star is of O spectral type. At this point, the star has a fast but not too dense stellar wind. The next evolutionary phase, either LBV or RSG (depending on the star's initial mass) consists of a slower but denser wind, gradually filling the cavity created by the wind-blown bubble composed of interstellar material pushed by the O-star wind. As the star evolves to its final

Table 3.4 – Parameters of the nebulae around WR stars in M33 identified in this study. The dimensions of both axis of the ellipse used to fit to the bubble are given assuming a distance of M33 of 860 kpc (de Grijs & Bono, 2014). For stars that seem to have nested bubbles, we give the dimensions of the second bubble in parenthesis. The "HST" column indicates 1 when the WR star has been observed in HST images, and 0 otherwise.

Name	Star	Type	Diameter (pc)	HST	Shape	Notes
F1-1	J013404.07+304658.3	WN6	67x73	0	arc	...
F1-2	J013406.80+304727.0	WN7+neb	73x67	0	arc	...
F1-3	J013407.85+304145.1	WN	47x40	0	arc	MC67
F1-4	J013423.02+304650.0	WN4	53x60	0	arc	Nested
F1-5	J013438.98+304119.8	WC4	53x40	0	arc	...
F1-6	J013443.51+304919.4	WN4	73x80 (40x47)	0	arc	Nested
F2-1	J013312.61+304531.0	WN4	60x73	0	arc	...
F2-2	J013312.95+304459.4	WN	100x80 (73x53)	1	arc	Nested
F2-3	J013334.04+304117.2	WN	47x47	0	ring	...
F2-4	J013340.32+304600.9	WN3+neb	67x73	1	clump	...
F2-5	J013340.69+304253.7	WN	47x47	1	arc	No 4 (AM 11)
F2-6	J013341.65+303855.2	WN	53x60	1	arc	MCA9
F2-7	J013341.91+304202.7	WN	40x33	1	clump	MCA7
F2-8	J013344.40+303845.9	WC4	33x27	1	clump	...
F2-9	J013347.67+304351.3	WN6	73x73	0	arc	...
F2-10	J013347.96+304506.6	WN	20x27	0	clump	MC51
F2-11	J013348.85+303949.6	WN	53x53	0	arc	...
F2-12	J013350.26+304134.7	WC5/6	53x53	0	arc	...
F2-13	J013352.71+303907.3	WNE	40x40	0	arc	...
F2-14	J013352.71+304502.0	WC4	67x67	0	arc	MC57
F3-1	J013415.38+303423.2	WN	80x80	0	clump	...
F3-2	J013416.28+303646.4	WC6+neb	33x33	0	ring	MC70
F3-3	J013416.35+303712.3	WN7	53x53	0	arc	...
F3-4	J013417.21+303334.7	WN3+neb	40x47	0	clump	...
F3-5	J013419.16+303127.7	WN3	60x67	0	arc	...
F3-6	J013419.68+303343.0	WN3-4+ne	40x40	0	ring	...
F3-7	J013421.21+303758.2	WN5+neb	80x53	0	clump	...
F4-1	J013327.76+303150.9	WN	67x86 (40x40)	1	ring	MC27 (Nested)
F4-2	J013335.73+303629.1	WC	27x27	1	ring	MC34
F4-3	J013342.53+303314.7	WC4/5	53x47	1	arc	MC44
F4-4	J013345.99+303602.7	WN4b	67x53 (27x20)	0	arc	MC46 (Nested)
F4-5	J013346.80+303334.5	WN6/C4	40x47	1	arc	MC48
F4-6	J013350.23+303342.4	WN8/9	47x47 (27x20)	1	clump	(Nested)
F4-7	J013351.84+303328.4	WC6	47x47	1	arc	MC55
F4-8	J013357.20+303512.0	WNL	53x53	1	arc	MCA14
F4-9	J013359.39+303337.5	WC6	60x60	0	arc	MC65
F5-1	J013350.71+305636.7	WN3+neb	53x53	0	ring	...
F6-1	J013314.56+305319.6	WN3+neb	40x40	0	arc	...
F7-1	J013257.88+303549.8	WC4	80x73	0	arc	...
F7-2	J013307.80+302951.1	WNE	80x73 (33x33)	0	clump	Nested
F7-3	J013312.44+303848.0	WN3+neb	53x40	0	clump	also F2-1
F8-1	J013256.84+302724.9	WN	80x80	0	arc	...
F8-2	J013303.71+302326.3	WC	80x86 (33x40)	0	arc	Nested

WR stage, the stellar wind pushes in turn the circumstellar nebula accumulated in the previous phase, mostly composed of products of nuclear reactions that took place at the core of the star during the previous phases. That is when we see nested bubbles as in the case of F4-1.

According to the presently adopted evolutionary scenarios of Wolf-Rayet stars (Crowther, 2007b), the most massive stars first evolve to the WN stage (late-type, then early) which then evolve into WC stars. The study of Galactic WR nebulae conducted by Chu (2016) leads to the conclusion that most WR nebulae are found around WN stars and that there is a direct correlation between the spectral type of the central star and the morphology of the surrounding nebula : mostly clumpy, and dominated by stellar ejecta (E-type) for WNL stars, swept-up interstellar material for WNE stars, and usually incomplete circumstellar bubbles (comparable to our 'arc' type morphology) around intermediate WN stars (WN5-6).

In our study of WR nebulae in M33, we do not find such a clear correlation for the presence of bubbles around WN compared to WC stars as we find that the WC/WN ratio is the same for WR stars with bubbles than for the global WR population. We were unable to search for a correlation between the spectral type of the central star and the morphology of the bubble, as although the majority of our clumpy nebulae (nine out of ten) are found around WN stars, we do not know if they are of late or early type based on the present classification. 17 out of the 27 arc-shaped nebulae are found around WN stars but this ratio is the same as the ratio of WN stars in the global WR population of M33. However, we do seem to find that the nebulae around WNE-type stars are more highly ionized than those around WNL and WC stars (with a few exceptions), which would support the fact that they are younger and hotter bubbles that probably cool down as they expand and dissipate.

3.5.3. Comparison with previous studies

3.5.3.1. Comparison with galactic bubbles

The surveys conducted by Marston et al. (1994a) and Marston et al. (1994b) indicate that of the 114 Galactic WR stars they studied, more than a quarter have associated ring nebula. 32% of the WR stars observed are of WN-type and 20% of WC-type. Of the 38 possible ring nebulae found, 22 are around WN stars, 13 around WC stars, one around a triplet of Wolf-Rayet stars, one around a WO star and the last one around a transition WN/WC star. Preference toward rings being observed around WR + OB binaries and WN type stars are noted. Indeed, when binaries and groups of WR stars are removed, single WN stars are twice more likely to be surrounded by a ring nebula than single WC stars, according to their study. They have also found several intricately shaped rings like the ones we found in our survey. The same explanation as the one we suggested is given for this phenomenon, that is the possible multiple ejection and wind stages that may have taken place during the evolution of the massive star. Note that seven of the eight nested nebulae we identified are found around WN stars. This could possibly be explained by the merger of the nested bubbles as the star evolves to later stages.

In comparison, we find 23% of WR stars observed in M33 to have an associated bubble, which is not incompatible with the percentage found by Marston et al. (1994b) ($\sim 26\%$). However, the WC/WN ratio for all observed WR stars in M33 versus only those with a nebula leads us to conclude that we are unable to confirm the same preference observed around WN stars in their case.

In the latest paper of this survey (Marston, 1997), the authors find a final detection rate of 35%, with 40 bubbles out of 114 observed WR stars. Using the same method as previously to find the uncertainty on this number, we find $35 \pm 5\%$. They also find nebulae associated with WC stars to be generally larger, which is not the case of

nebulae we found in M33. We also find the nebulae in M33 to be larger than galactic bubbles, which could be explained by the fact that we are not able to detect smaller bubbles in M33, or that their environment allows them to expand further while still being detectable.

3.5.3.2. Comparison with the LMC results

Hung et al. (2021) have conducted a survey of the WR nebula population in the LMC. They have found small bubbles (<50 pc diameter) around 12% of the 154 known WR stars (15% of the ones outside 30 Dor.). Approximately 82% of the WR population in the LMC are WN stars and 88% of the ones with an associated bubble are of WN-type. For comparison, the mean diameter of bubbles in M33 is 55 pc.

Their study also focuses on the differences between interstellar (usually bigger, blown during the MS phase) and circumstellar (smaller, ejected circumstellar matter blown during the WR phase) bubbles. To distinguish which type a nebula detected around a WR star is, one could use abundance analysis, and this was done for three of the bubbles observed by Hung et al. (2021). Only that found around the star WR 19 was confirmed as a circumstellar bubble using the N/O ratios. For the intertwined bubbles in M33, our observations also seem to support an evolutionary scenario implying multiple fast wind phases sweeping first the ISM, then the circumstellar material ejected by the star and showing the products of reactions that have taken place at its core. However, our data do not allow us to confirm this conclusion by abundance estimates as this would require the determination of the density and temperature of the gas, which is based on the detection of very faint nebular lines. This would necessitate data with a much higher S/N and/or of higher spectral resolution than our available dataset.

3.5.3.3. Comparison with previous studies in M33

The WR bubbles in M33 have previously been surveyed by Drissen et al. (1991) who found 11 good candidates and 8 additional possible ones. Their selection criteria were quite similar to ours : the location of the WR star inside the nebula and the fact that the star must clearly be the dominant ionization sources of the nebula.

We confirm the 11 bubbles found in that survey : MC27 (F4-1), MCA7 (F2-7), MC44 (F4-3), MCA9 (F2-6), MC46 (F4-4), MC51 (F2-10), MC55 (F4-7), MC57 (F2-14), MCA14 (F4-8), MC65 (F4-9), MC70 (F3-2). Moreover, we also confirm four of the eight additional candidates to be WR bubbles : MC34 (F4-2), No 4 (AM 11) (F2-5), MC48 (F4-5), MC67 (F1-3). The remaining candidates, MC43 (J013341.83+304154.8), No 17, No 18 (J013353.80+303528.7), No 29 could not be confirmed.

Drissen et al. (1991) had also found the size of the bubbles in M33 to be bigger than 20 pc in most cases, in opposition to those in the Galaxy. Those results are consistent with the estimated sizes of the bubbles found in M33.

3.6. Conclusions

We have studied the surroundings of 178 of the 211 confirmed WR stars in M33 (Neugent & Massey, 2011b, 2014) in order to search for the presence of circumstellar nebulae using observations obtained with SITELLE at the Canada-France-Hawaii telescope and images from the Hubble Space Telescope's Advanced Camera for Surveys.

Using the criteria that we estimate to be the most reliable, we were able to identify 43 nebulae around WR stars that satisfy at least two of our three criteria and that we thus classify as WR bubbles. This results in a 24% detection rate, which is lower than Galactic rate but higher than those in the LMC and SMC. We also found ten candidate bubbles

that couldn't be validated as such because of the lack of availability of images from the HST allowing us to determine if the WR star is the only hot star in the vicinity and if it is the main actor in the formation and ionization of the gas. If these were to be confirmed, the detection rate would then be $\sim 30\%$, a result similar to the fraction found in our Galaxy, but about twice that found in the LMC. This could be due to the difference of criteria.

31 of our 43 nebulae are found around WN-type stars, 11 around WC stars and one around a transition-type star. We find no clear correlation between the spectral type of the central star and the presence of a surrounding nebula since the WC/WN ratio is the same for the total known WR population and the WR stars associated with bubbles. We categorize the bubbles into three morphological categories : clumpy, an incomplete arc, or ring-shaped.

According to currently adopted evolutionary scenarios, massive stars first blow a cavity in their surrounding interstellar medium during the main-sequence phase, which then is filled with a slow, dense wind during an intermediate evolutionary phase. This material is then blown during the WR stage, creating two nested bubbles until both bubbles merge. We identified such a structure only around eight WR stars in M33, mainly WN stars, suggesting that the bubbles merge as the star evolves.

A literature search of studies on Galactic bubbles and the LMC counterparts also helps us to confront our results with that of different environments and confirm some of our hypothesis. Our study completes the previous survey of WR nebulae in M33 conducted by Drissen et al. (1991) with the addition of 22 confirmed bubbles using our criteria.

In order to strengthen the conclusions for our bubble candidates, it would be interesting to study the stellar population in the vicinity of the nebulae with images that have a higher spatial resolution, especially for the fields for which images are not available, to

identify the possible ionizing source of bubble candidates. Moreover, it would be interesting to define more precisely the spectral types of some of the WR stars using better stellar spectra, in order to verify the correlation between spectral types and the presence of bubbles.

This work only gives an overview of the WR nebulae population in M33 and of their general characteristics. We plan to further our analysis of this data to deepen our knowledge on the formation and evolution of WR bubbles, by comparing our observations to models or further our study on the ionization structure of the bubbles, for example.

Acknowledgements

This paper is based on data obtained for SIGNALS, a large program conducted at the Canada-France-Hawaii Telescope (CFHT), which is operated 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 were obtained with SITELLE, a joint project of Université Laval, ABB, Université de Montréal and the CFHT, with support from the Canada Foundation for Innovation, the National Sciences and Engineering Research Council of Canada (NSERC) and the Fonds de Recherche du Québec - Nature et Technologies (FRQNT). The authors wish to recognize and acknowledge the very significant cultural role that the summit of Mauna Kea has always had within the indigenous Hawaiian community. We are most grateful to have the opportunity to conduct observations from this mountain. NSL and LD are grateful to NSERC and FRQNT for financial support.

Data Availability

The data underlying this article will be shared on reasonable request to the corresponding author.

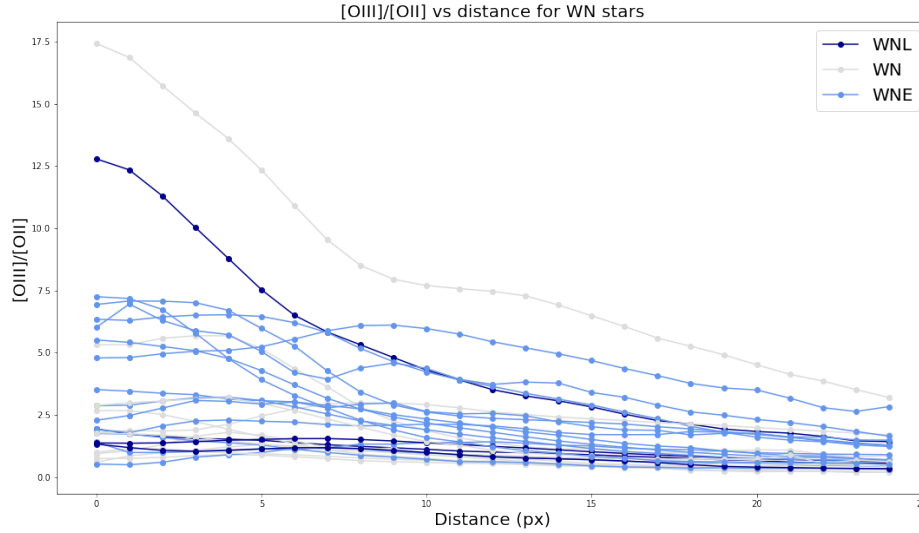


Figure 3.15 – The $[OIII]/[OII]$ ratio versus the distance from the central star (in pixels) for some of our WR bubbles around WN-type stars. The color indicates the subtype of the WR star.

Appendix A. Line ratio variations

We show here an example of the analysis that could be done with our data (Figures 3.15,3.16,3.17 and 3.18). We have studied the intensity of the $[OIII]/[OII]$ and the $[OIII]/H\beta$ line ratios versus the distance from the central star for some of our WR bubbles. We find that the intensity decreases with increasing distance from the star as expected, illustrating the star's role in the ionization of the nebula. The intensities and their evolution are also coherent with the subtype of the stars : we find that late-type stars have a less intense line ratio than early-type stars in most cases. However, the discrepancy between late-type WN stars and early-type WC stars seems too big, especially for the $[OIII]/[OII]$ line ratio. We also identify an "outlier" WN star for which the values of the line ratios are much more intense than the other stars : J013327.76+303150.9 (F4-1). A possible interpretation would be that the WR star is actually in a binary system with a hot component.

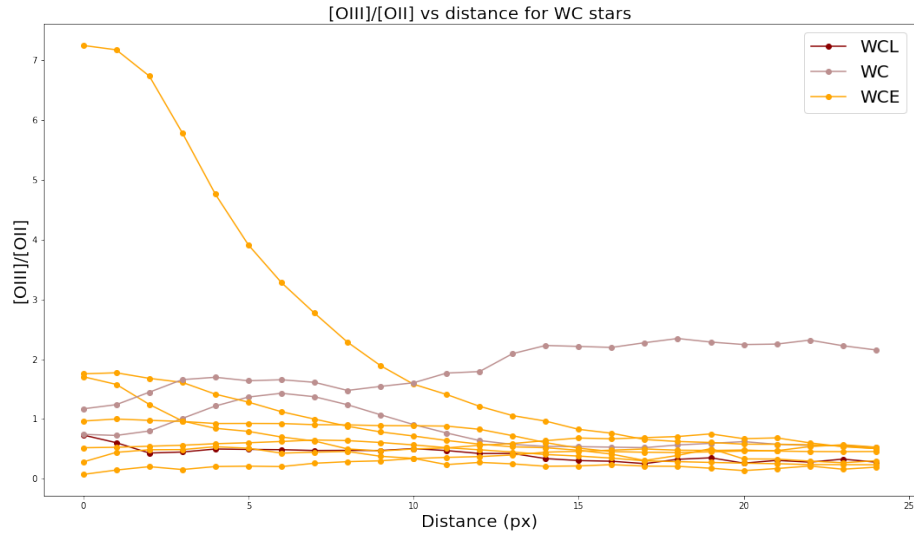


Figure 3.16 – The $[OIII]/[OII]$ ratio versus the distance from the central star (in pixels) for some of our WR bubbles around WC-type stars. The color indicates the subtype of the WR star.

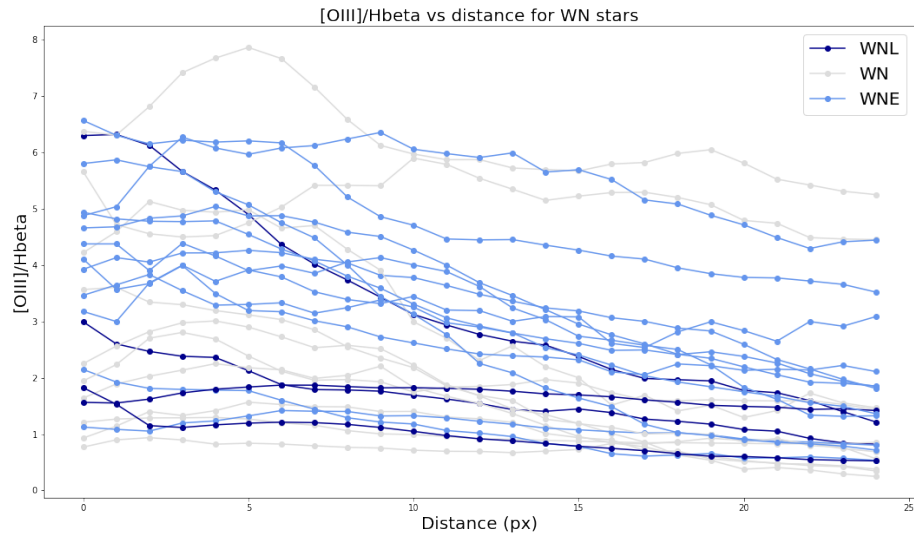


Figure 3.17 – The $[OIII]/H\beta$ ratio versus the distance from the central star (in pixels) for some of our WR bubbles around WN-type stars. The color indicates the subtype of the WR star.

Appendix B. Confirmed WR bubbles in M33

We present images of all confirmed bubbles in M33 (which are also listed in Table 3.4) in some of the mentioned wavelengths and ratios.

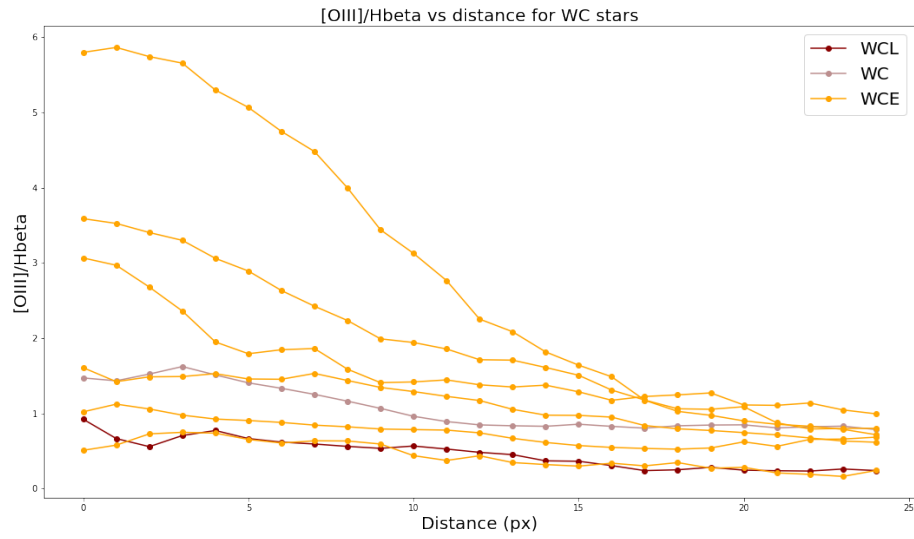


Figure 3.18 – The $[\text{OIII}]/\text{H}\beta$ ratio versus the distance from the central star (in pixels) for some of our WR bubbles around WC-type stars. The color indicates the subtype of the WR star.

F1-1

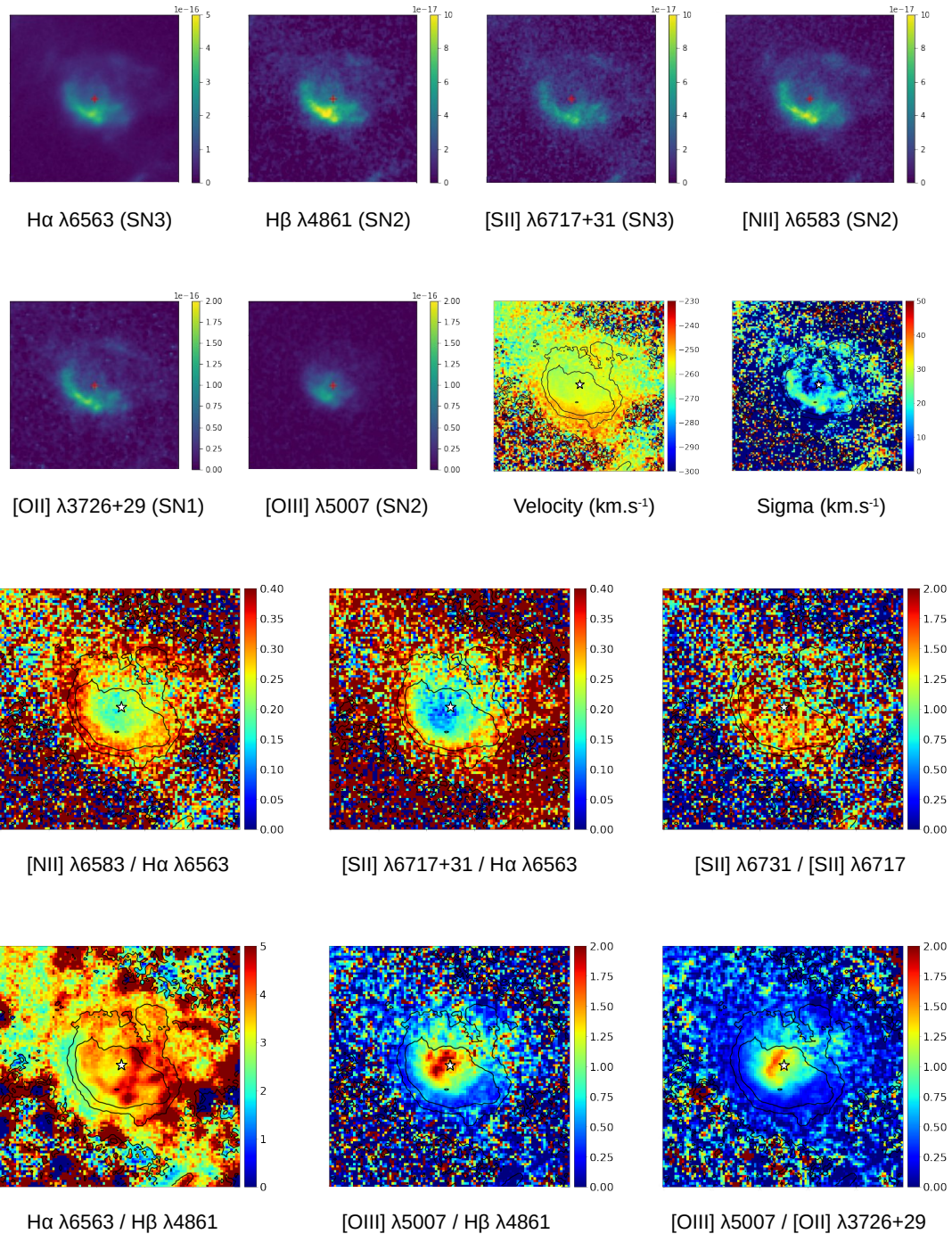


Figure 3.19 – Spectral line, line ratio, velocity and dispersion of velocity maps of F1-1, around J013404.07+304658.3. The images are $32'' \times 32''$ each and centered on the WR star (indicated by a red cross or white star in the middle). North is up, East to the left. The velocity is heliocentric and sigma is the velocity dispersion. Flux is in $\text{erg/cm}^2/\text{s}$, velocity and velocity dispersion in km/s .

F1-2

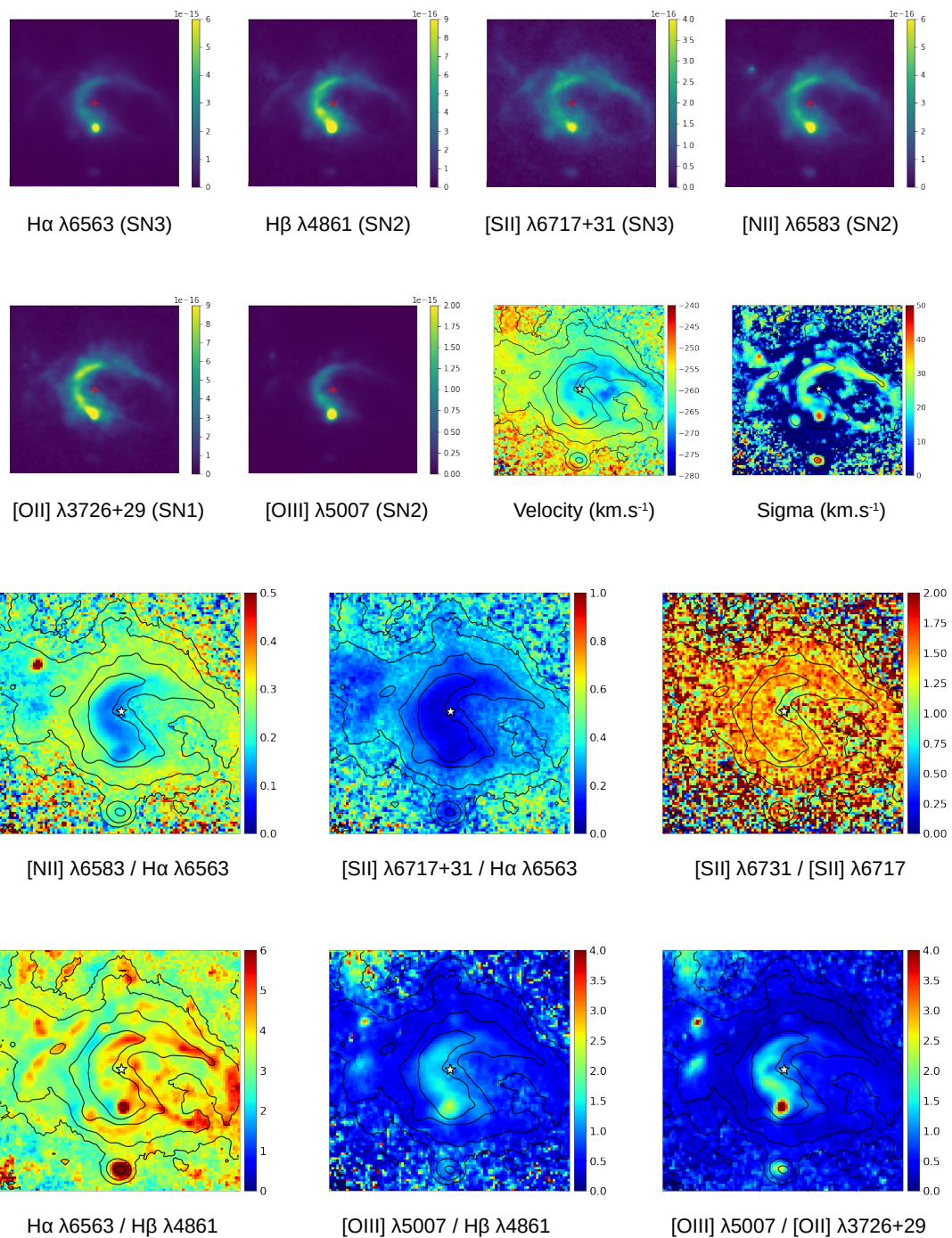


Figure 3.20 – Same as Fig. 3.19 for F1-2, around J013406.80+304727.0

F1-3

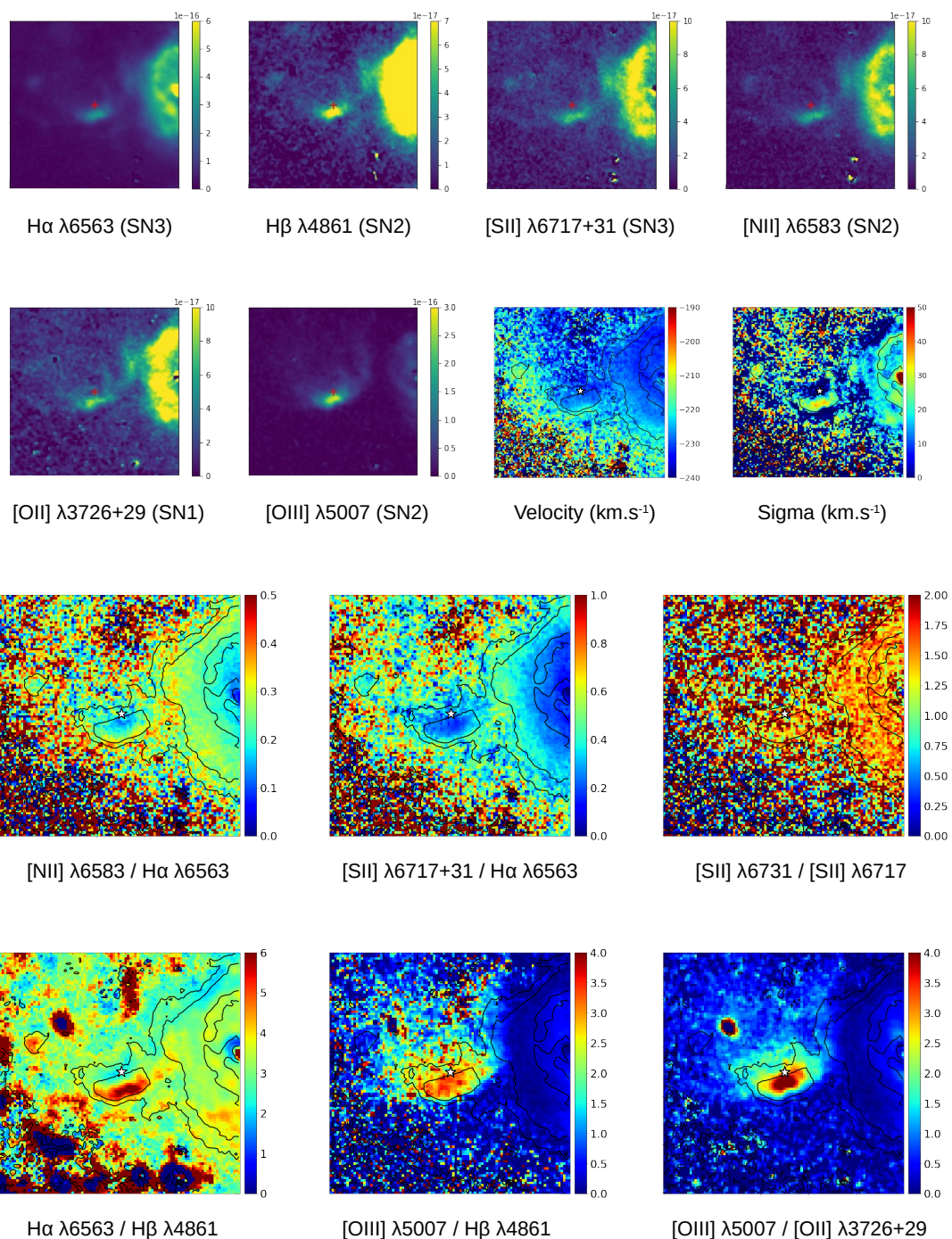


Figure 3.21 – Same as Fig. 3.19 for F1-3, around J013407.85+304145.1

F1-4

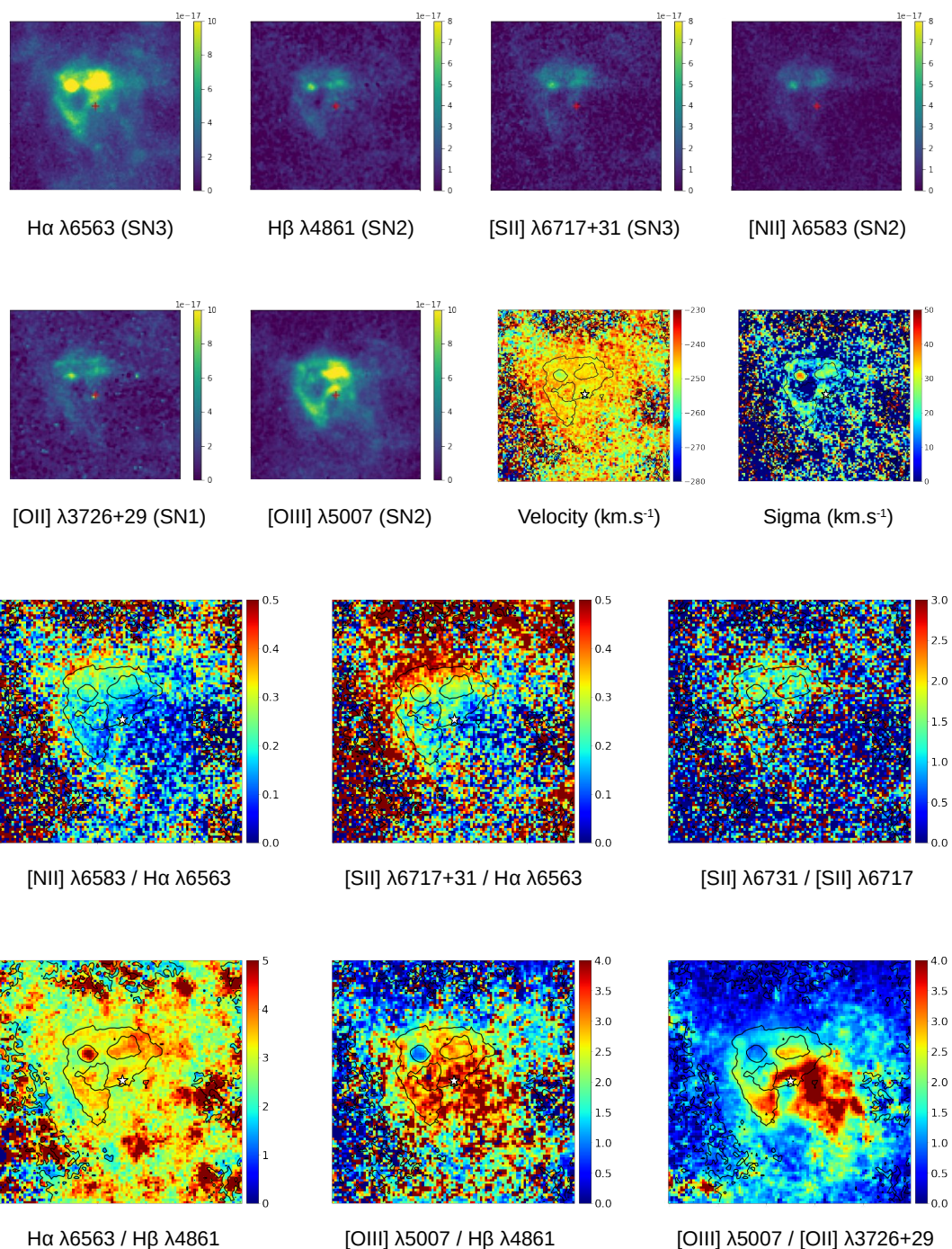


Figure 3.22 – Same as Fig. 3.19 for F1-4, around J013423.02+304650.0

F1-5

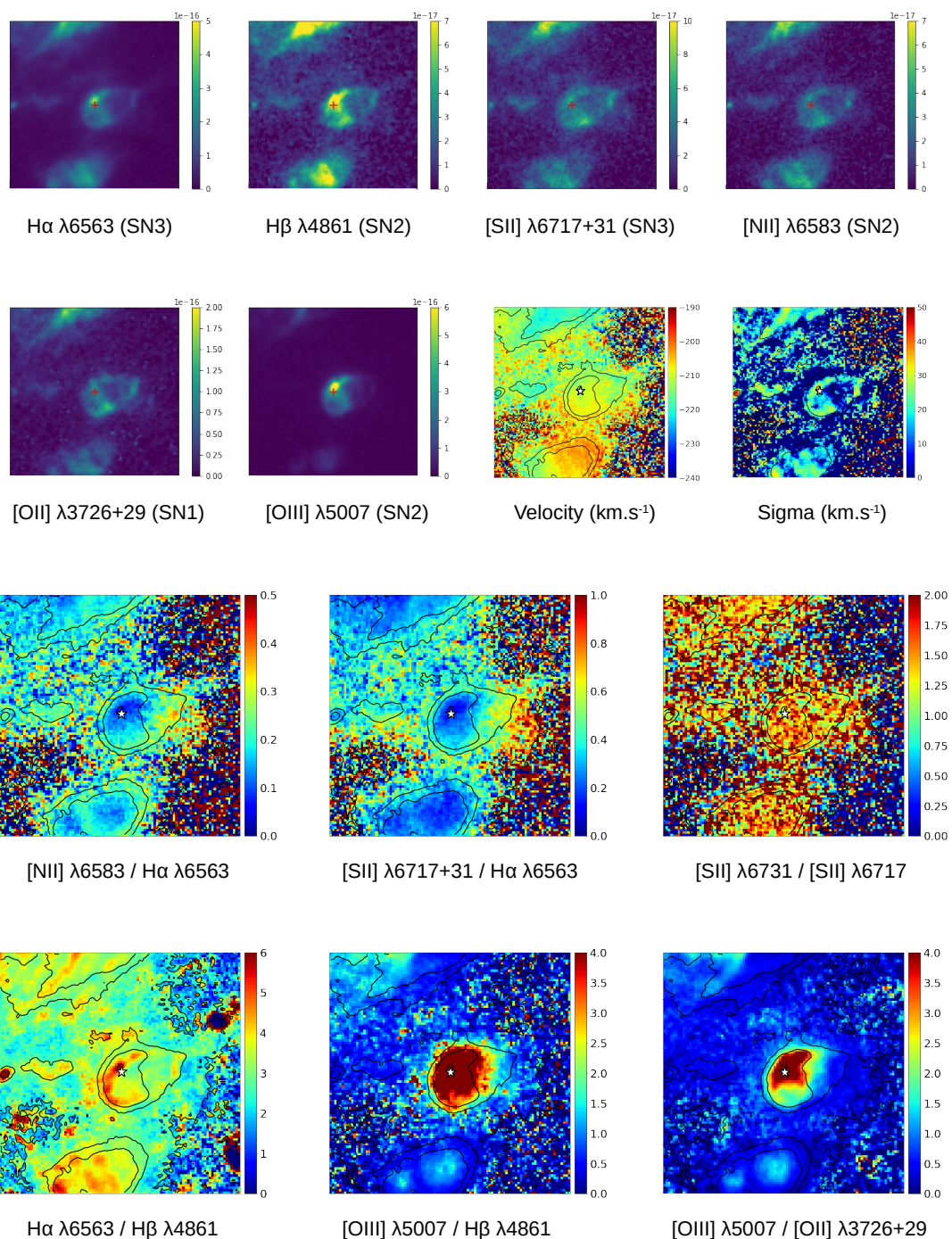


Figure 3.23 – Same as Fig. 3.19 for F1-5, around J013438.98+304119.8

F1-6

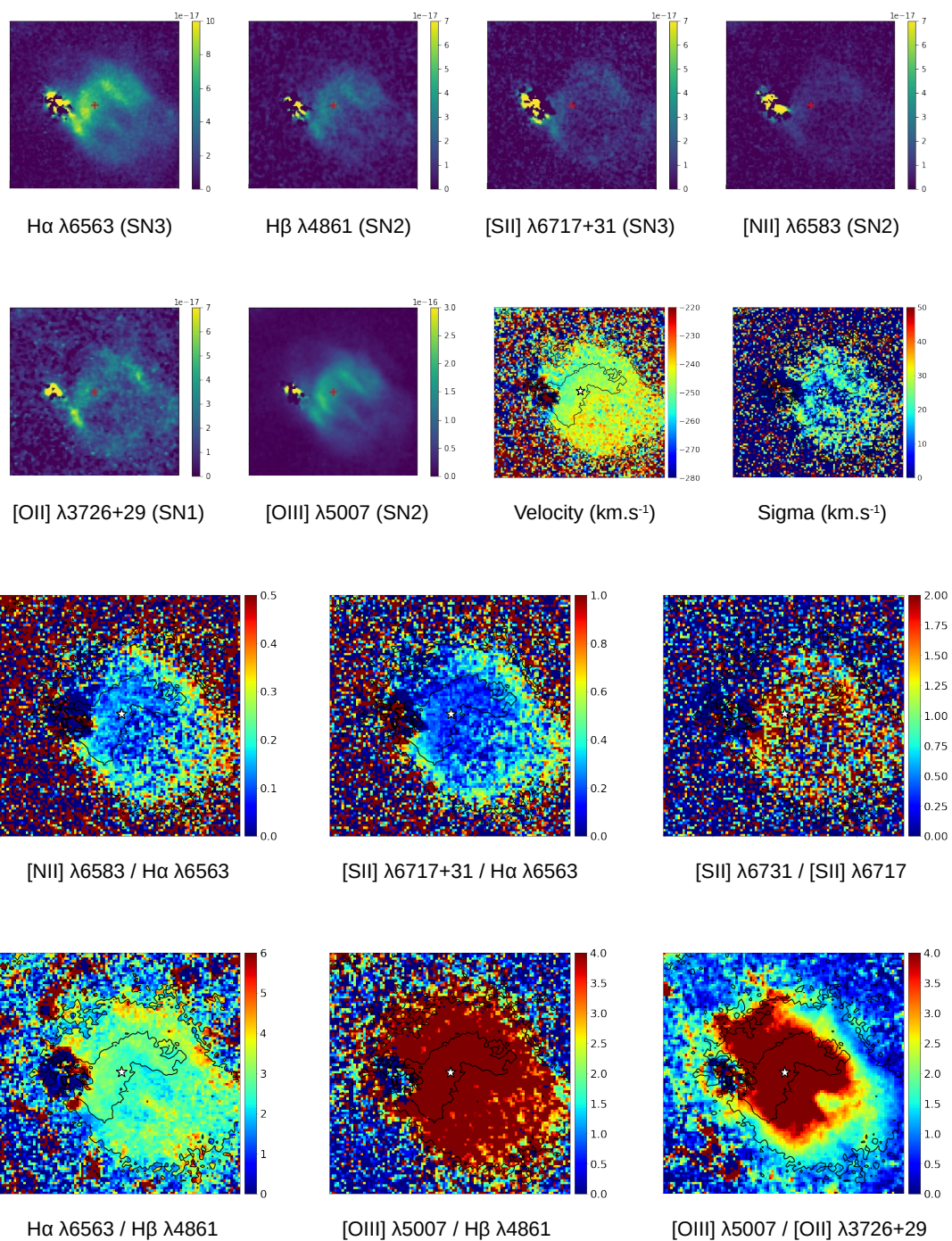


Figure 3.24 – Same as Fig. 3.19 for F1-6, around J013443.51+304919.4

F2-1

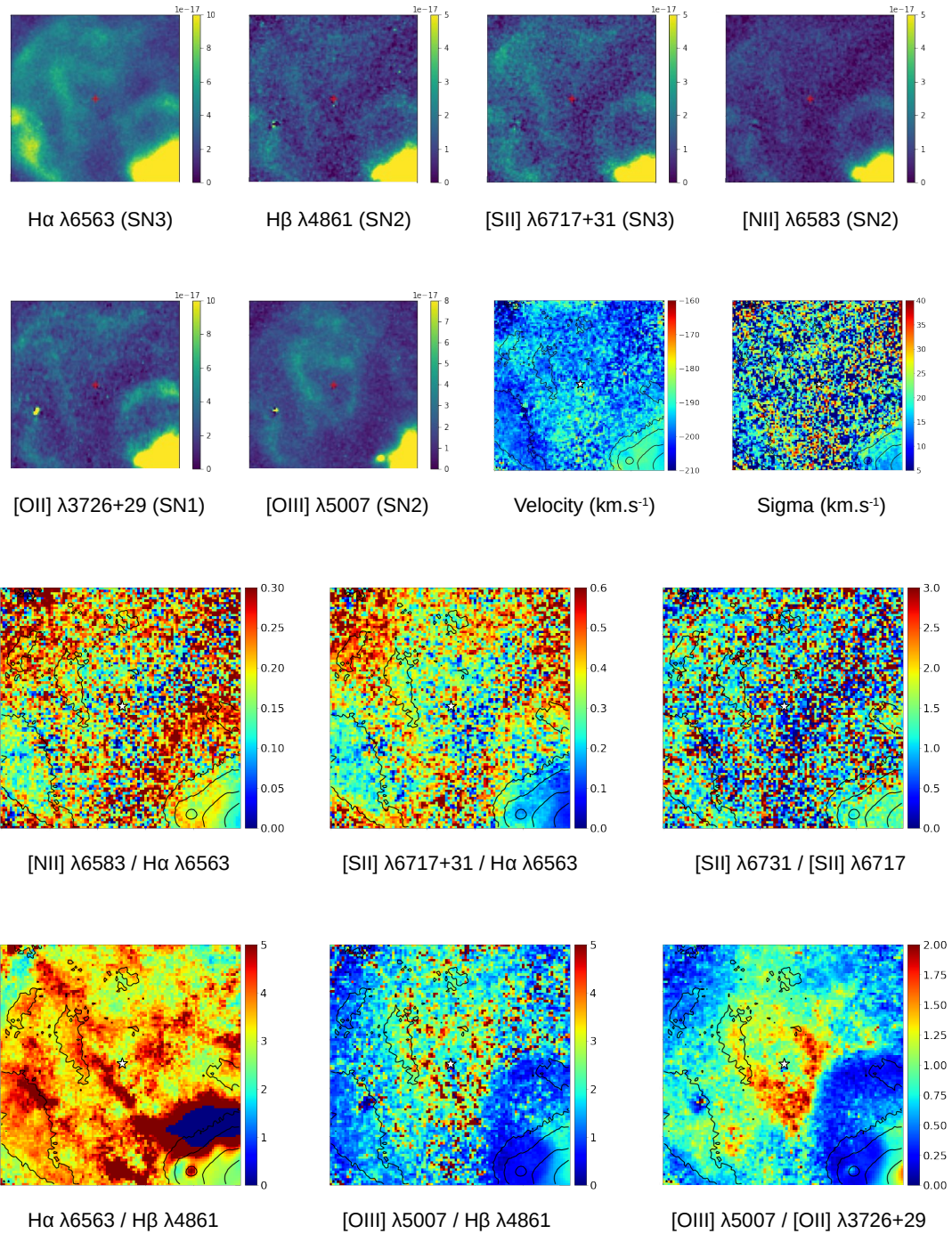


Figure 3.25 – Same as Fig. 3.19 for F2-1, around J013312.61+304531.0

F2-2

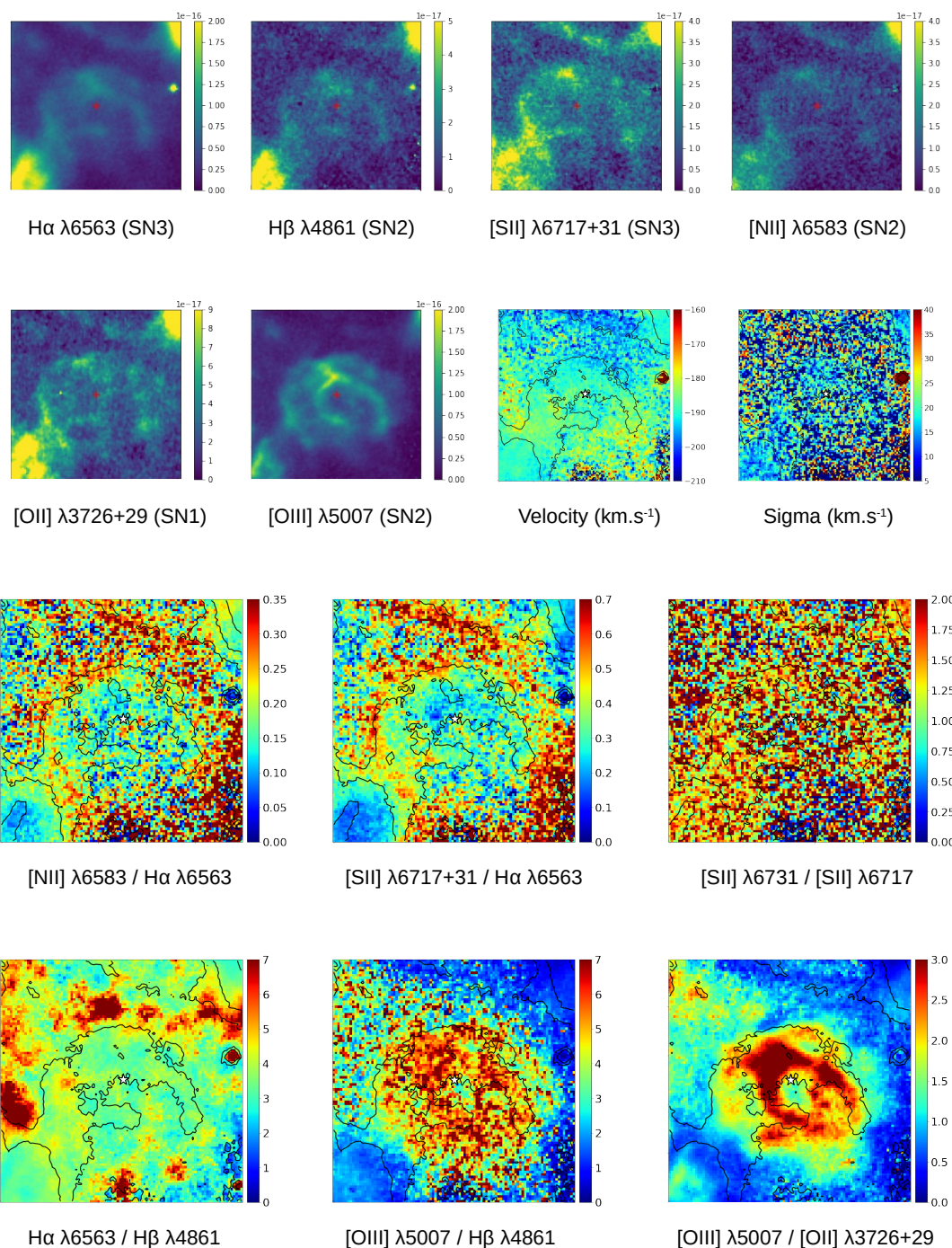


Figure 3.26 – Same as Fig. 3.19 for F2-2, around J013312.95+304459.4

F2-3

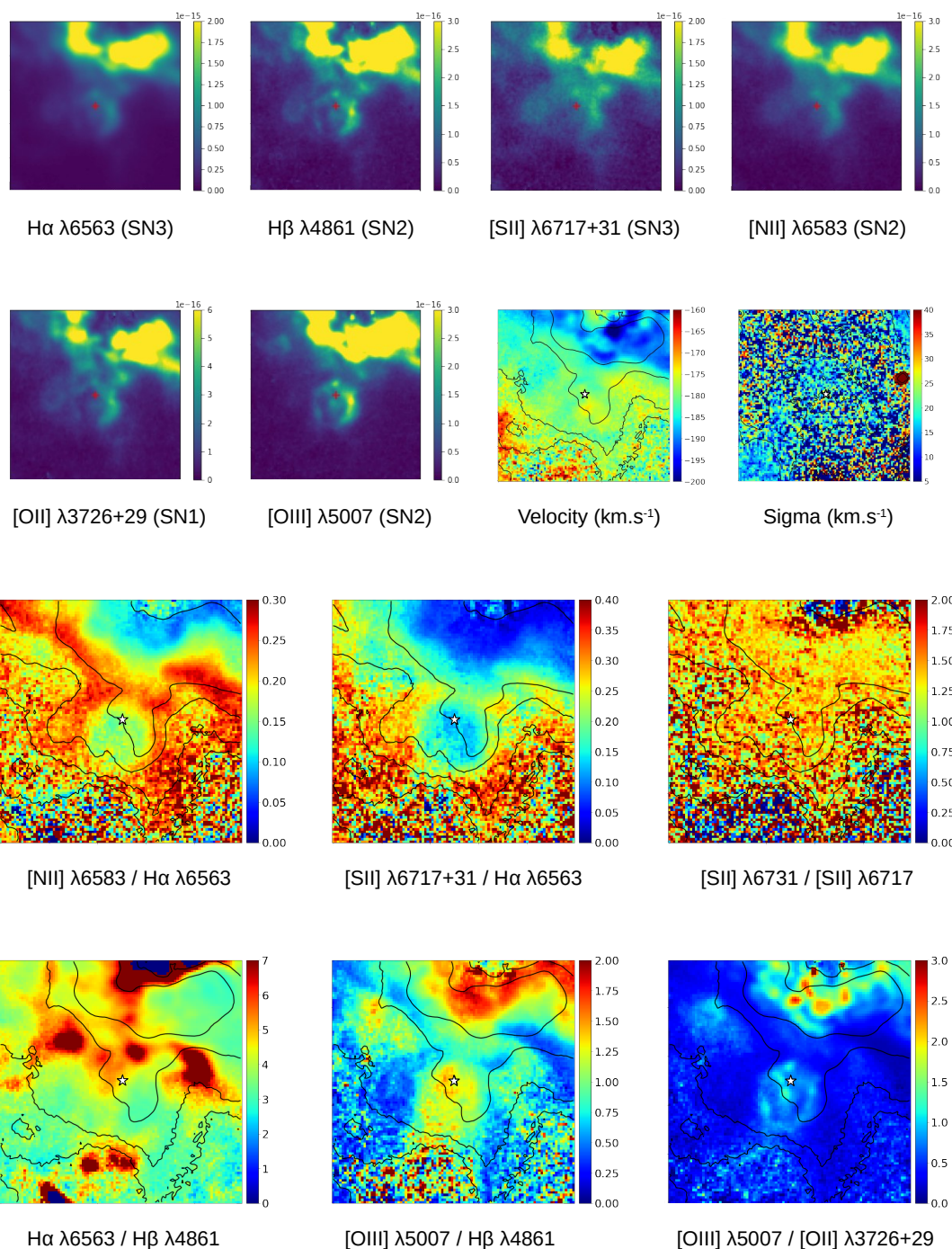


Figure 3.27 – Same as Fig. 3.19 for F2-3, around J013334.04+304117.2

F2-4

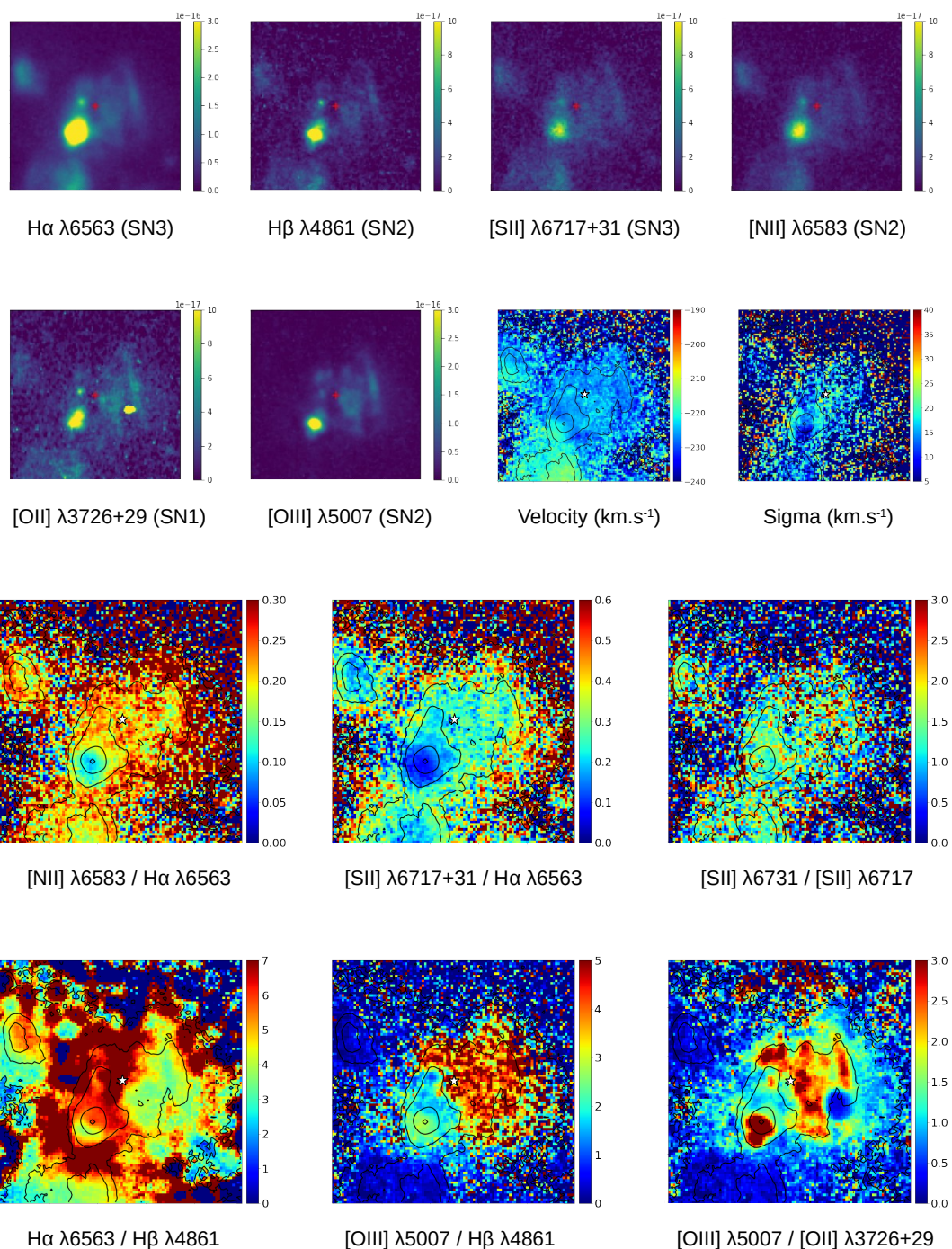


Figure 3.28 – Same as Fig. 3.19 for F2-4, around J013340.32+304600.9

F2-5

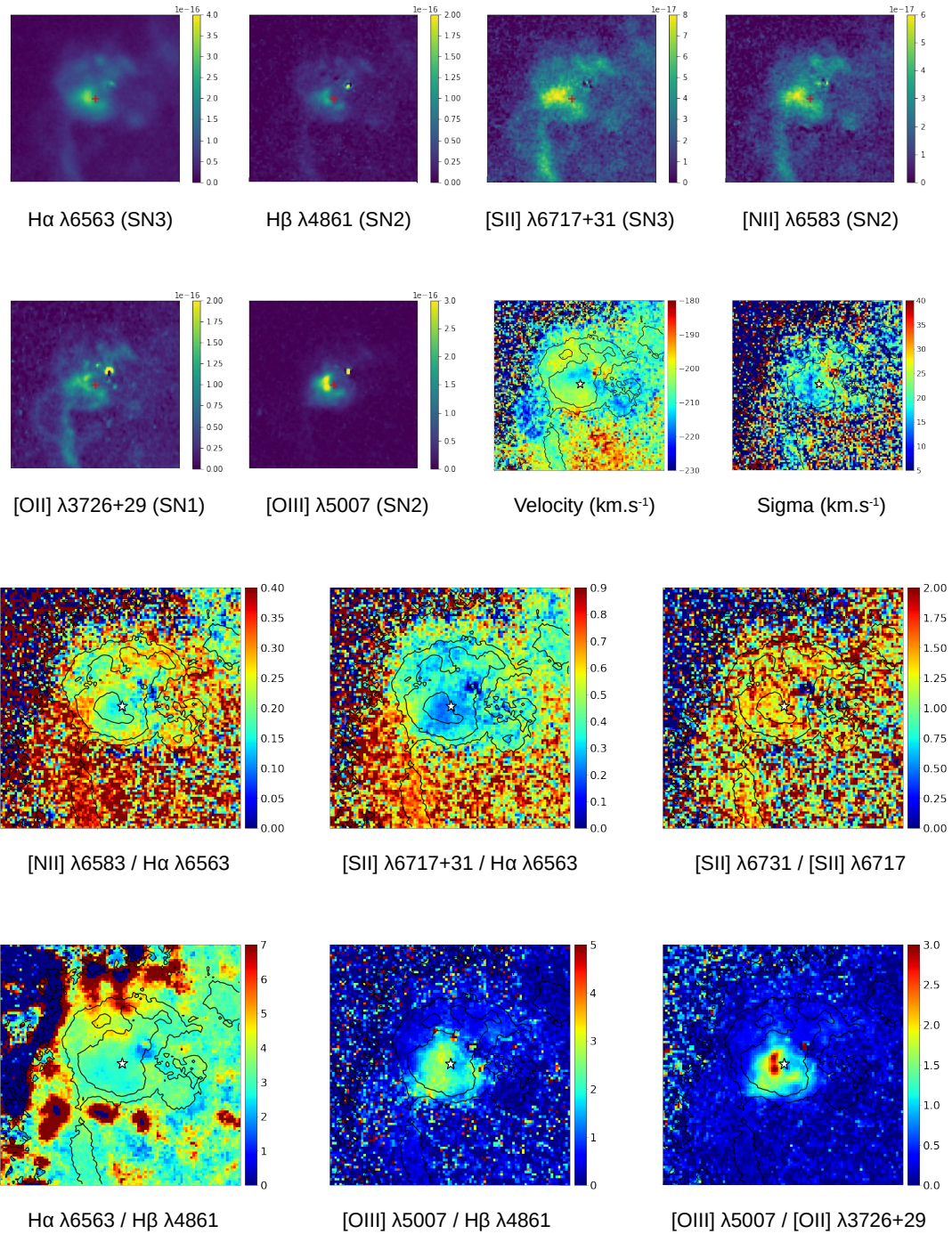


Figure 3.29 – Same as Fig. 3.19 for F2-5, around J013340.69+304253.7

F2-6

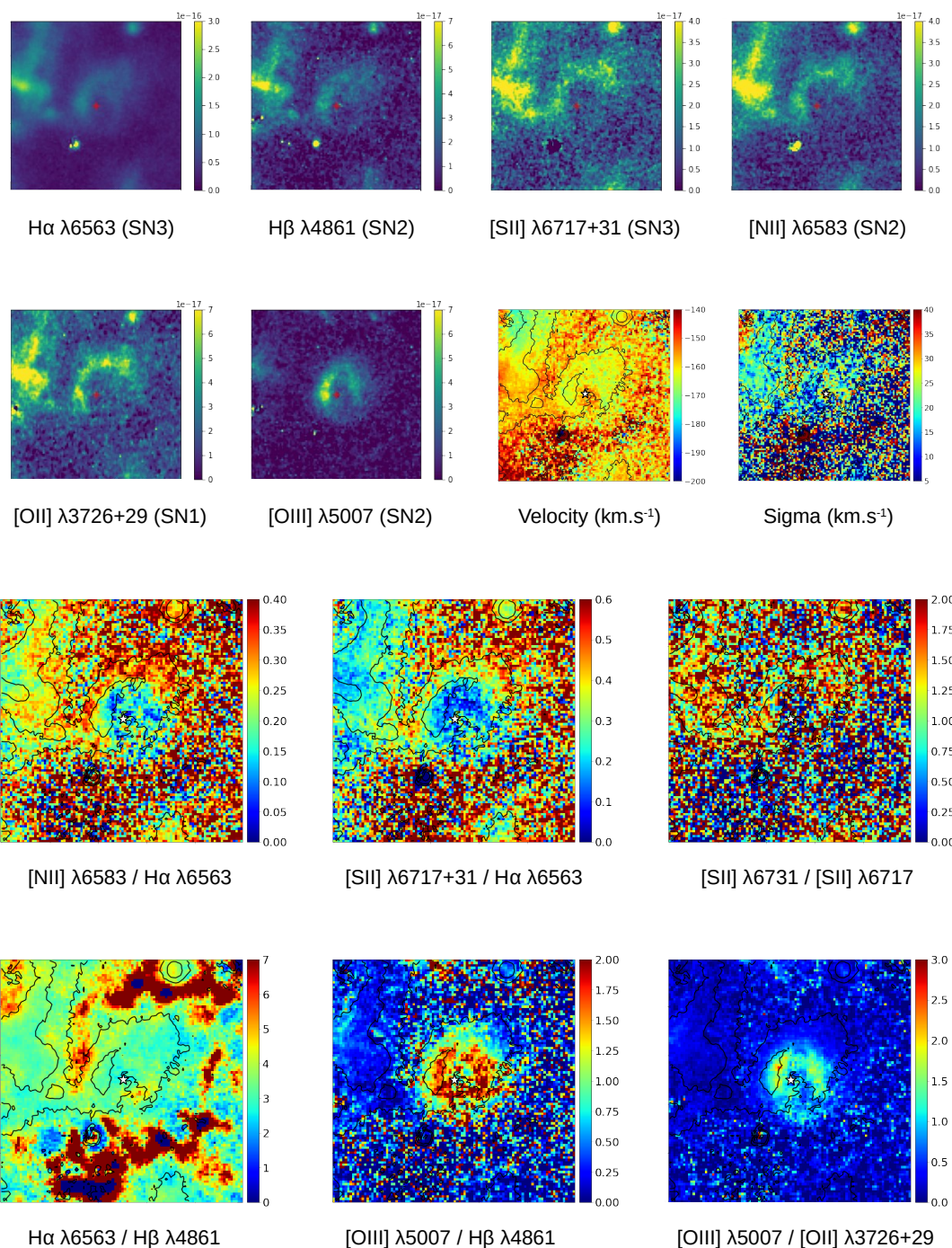


Figure 3.30 – Same as Fig. 3.19 for F2-6, around J013341.65+303855.2

F2-7

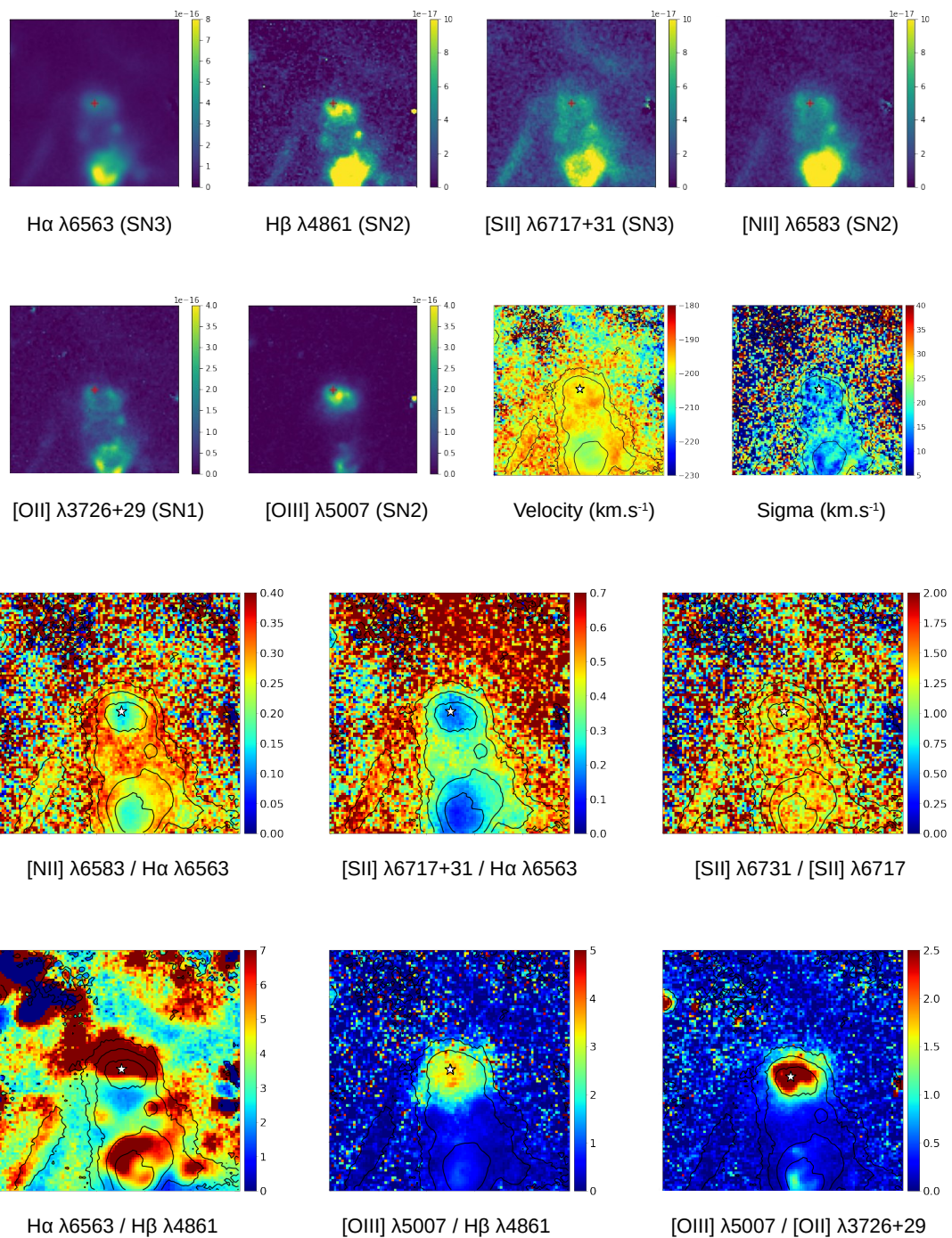


Figure 3.31 – Same as Fig. 3.19 for F2-7, around J013341.91+304202.7

F2-8

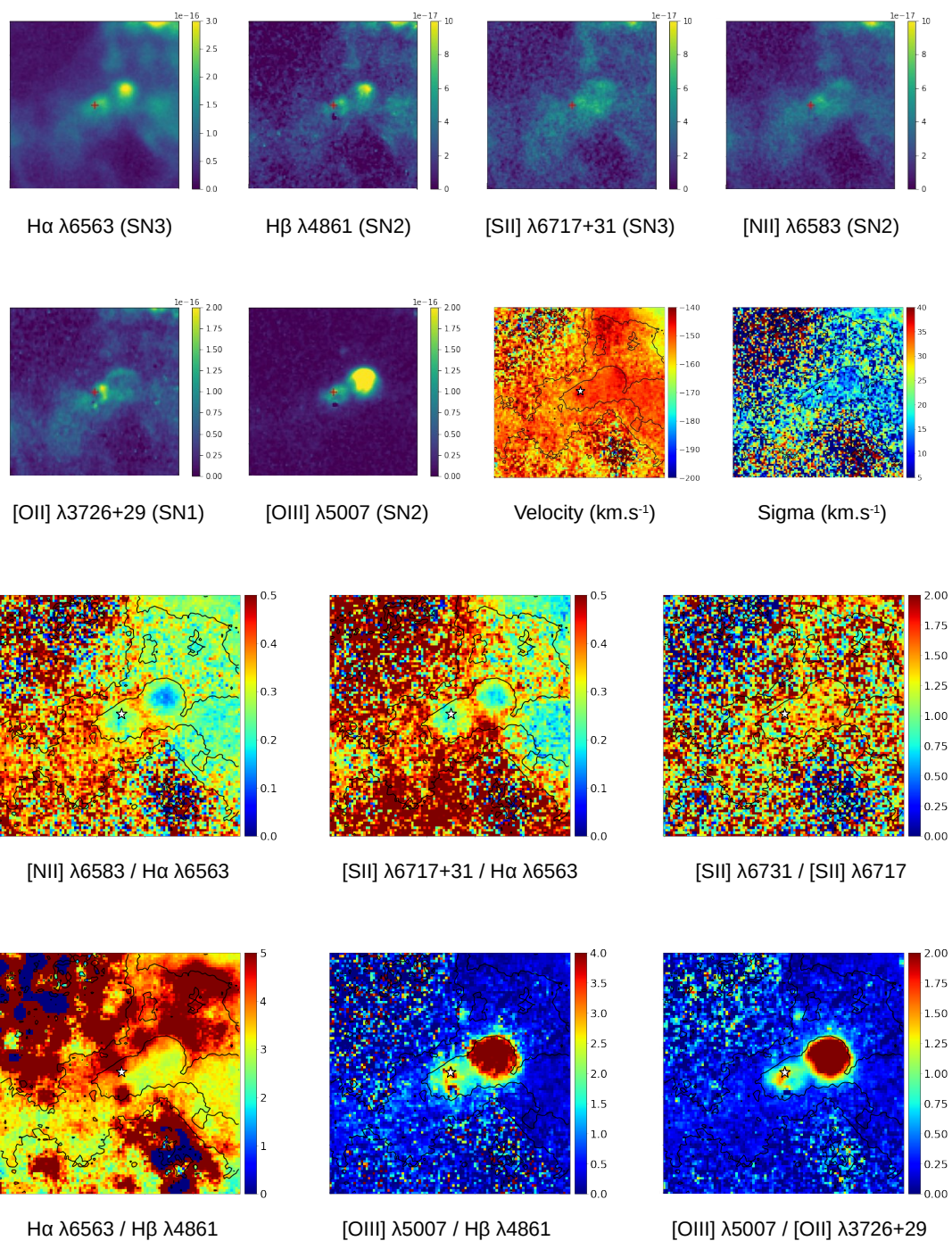


Figure 3.32 – Same as Fig. 3.19 for F2-8, around J013344.40+303845.9

F2-9

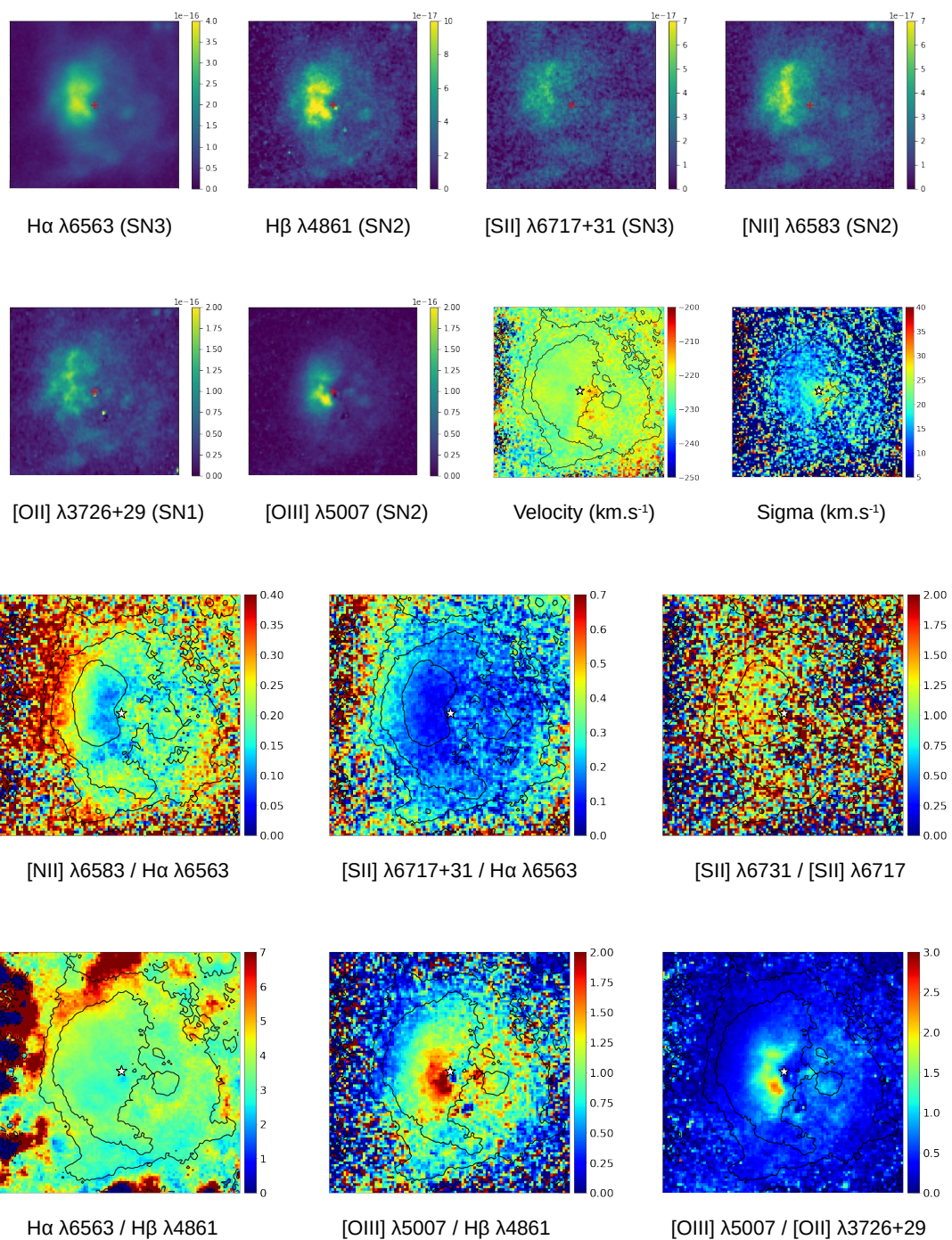


Figure 3.33 – Same as Fig. 3.19 for F2-9, around J013347.67+304351.3

F2-10

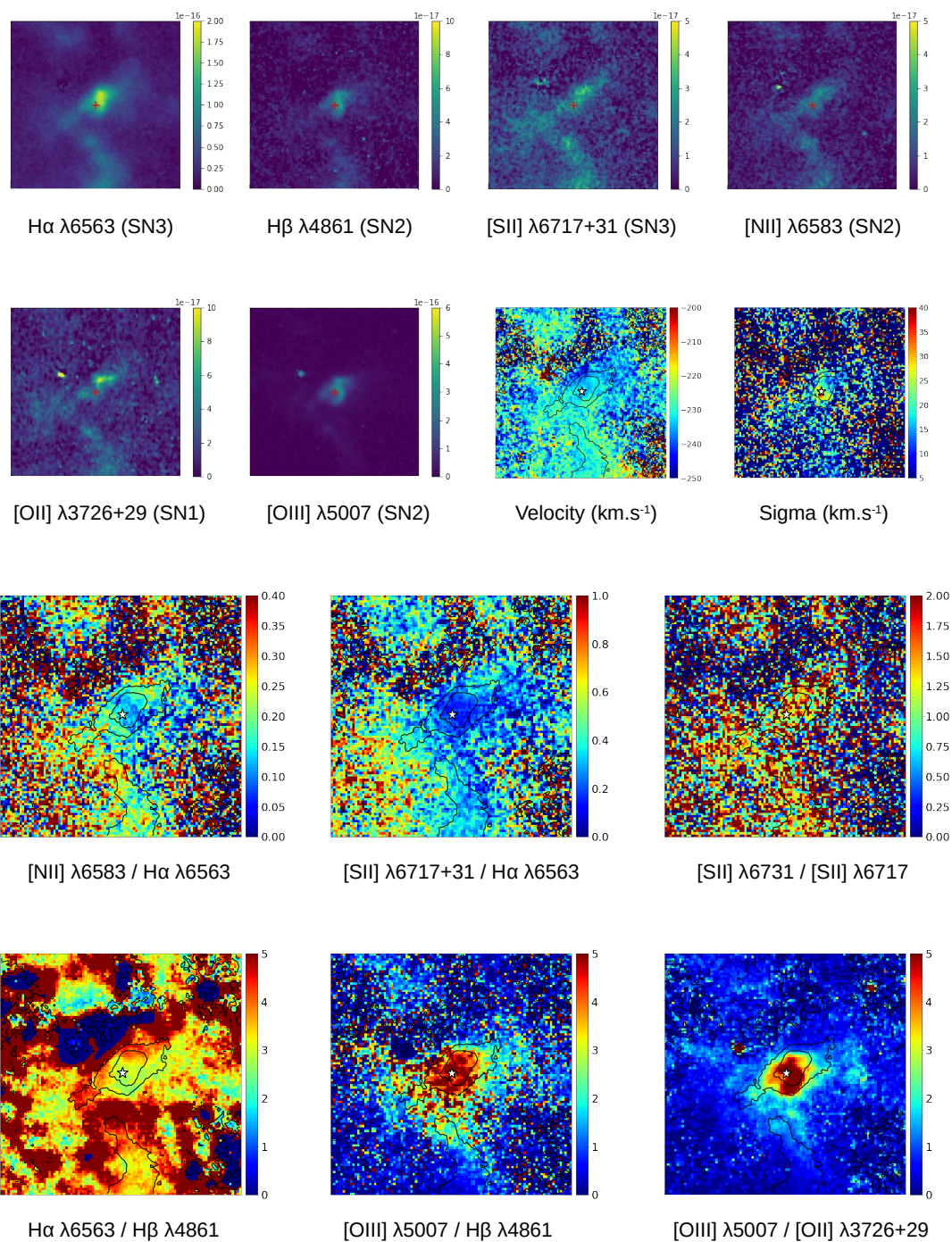


Figure 3.34 – Same as Fig. 3.19 for F2-10, around J013347.96+304506.6

F2-11

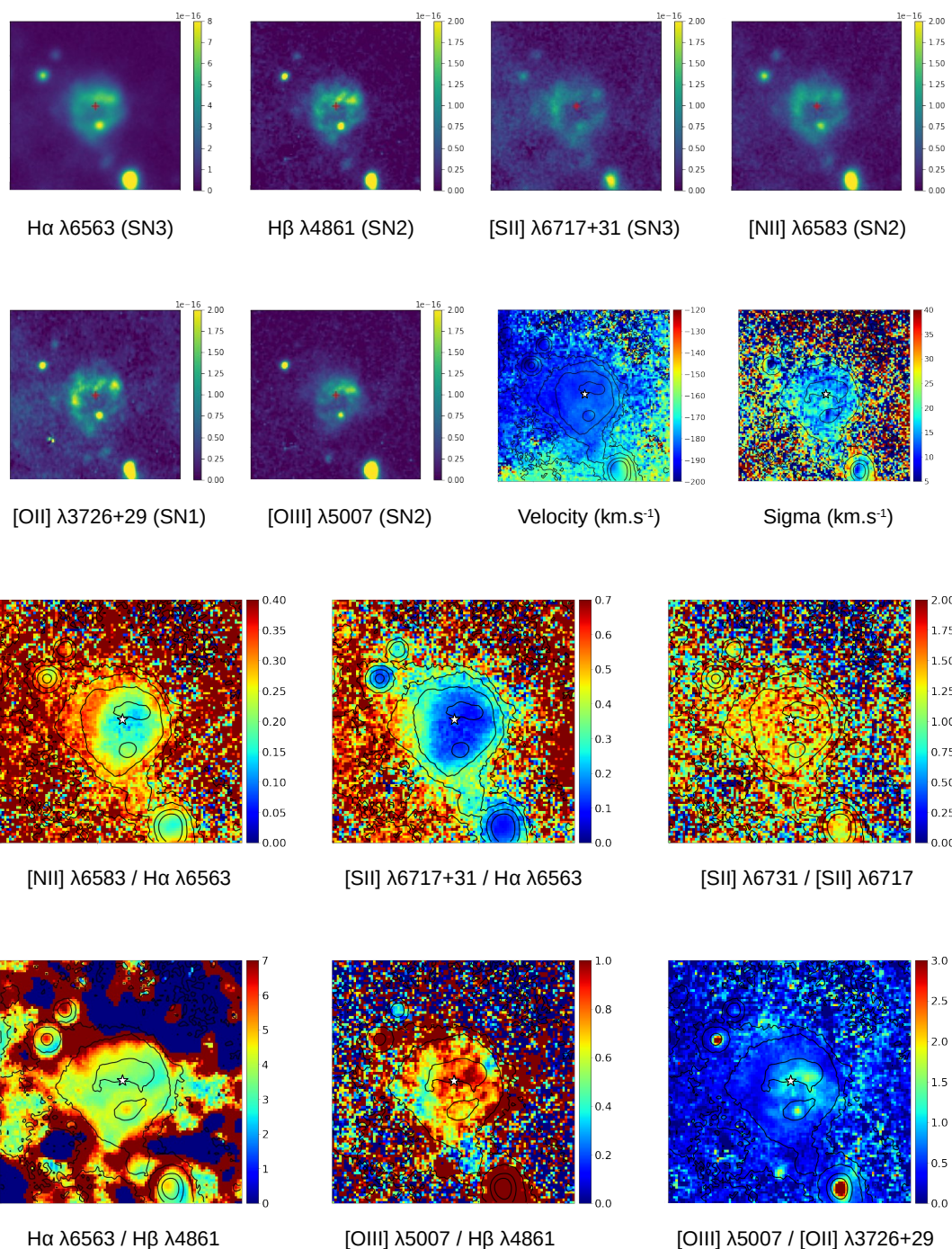


Figure 3.35 – Same as Fig. 3.19 for F2-11, around J013348.85+303949.6

F2-12

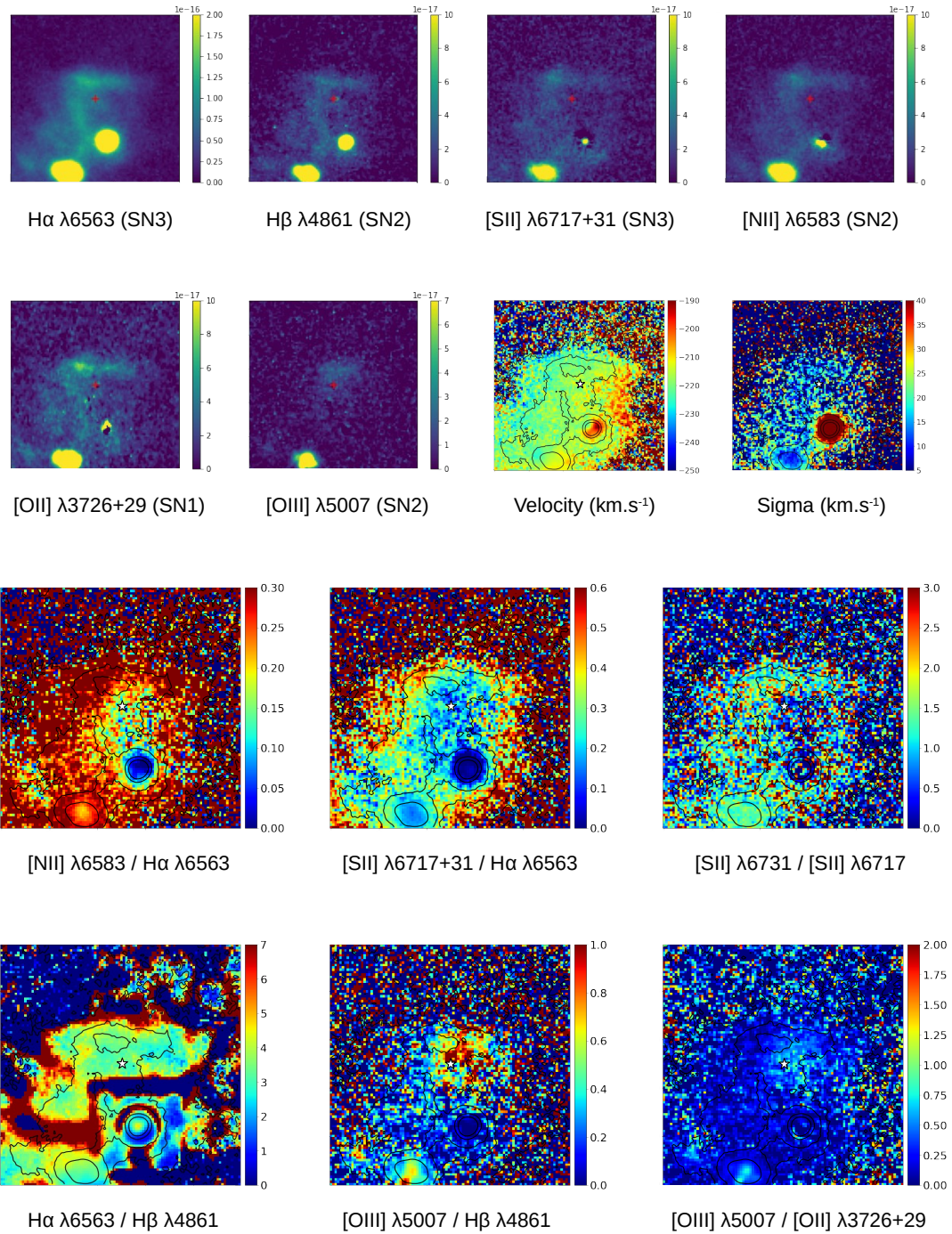


Figure 3.36 – Same as Fig. 3.19 for F2-12, around J013350.26+304134.7

F2-13

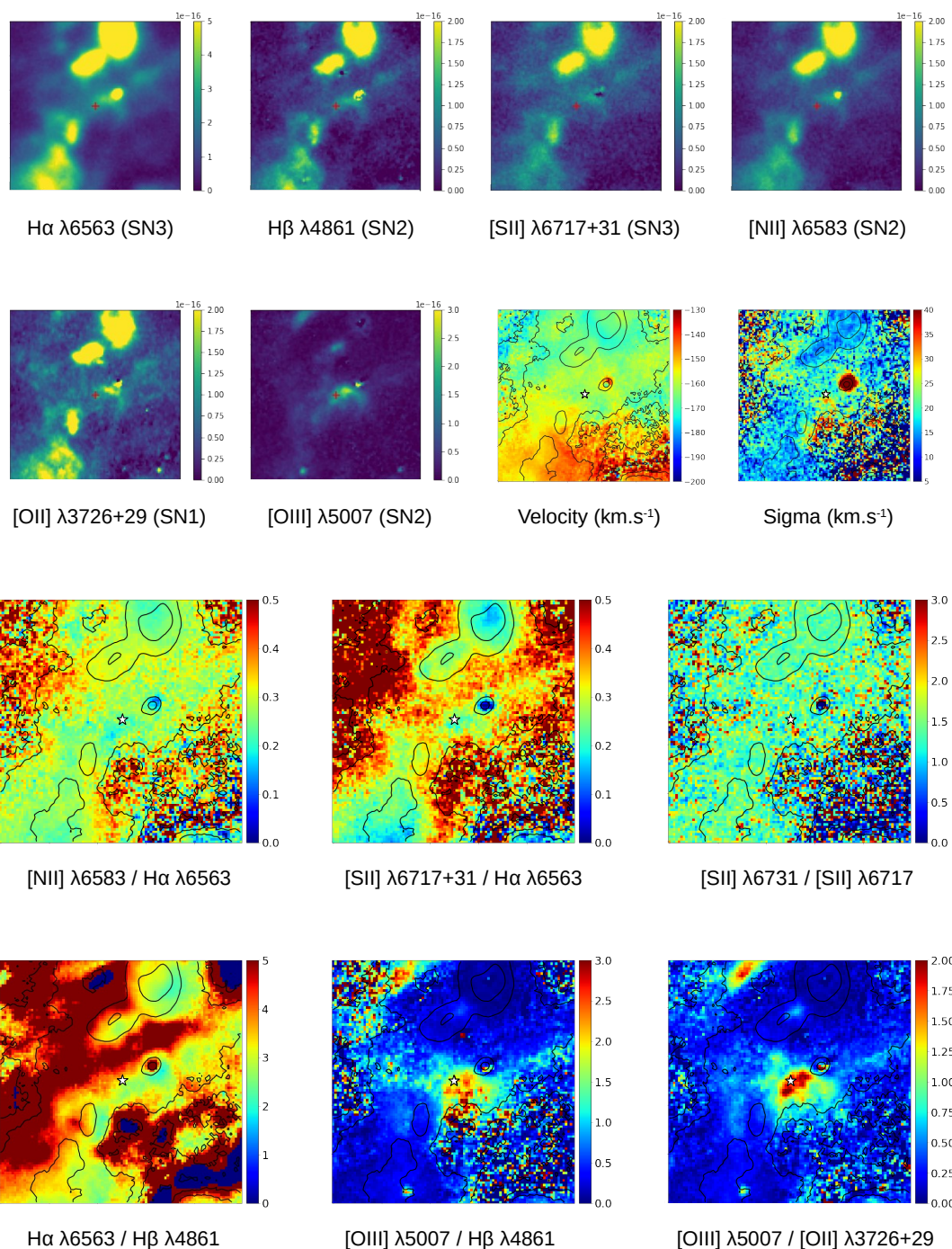


Figure 3.37 – Same as Fig. 3.19 for F2-13, around J013352.71+303907.3

F2-14

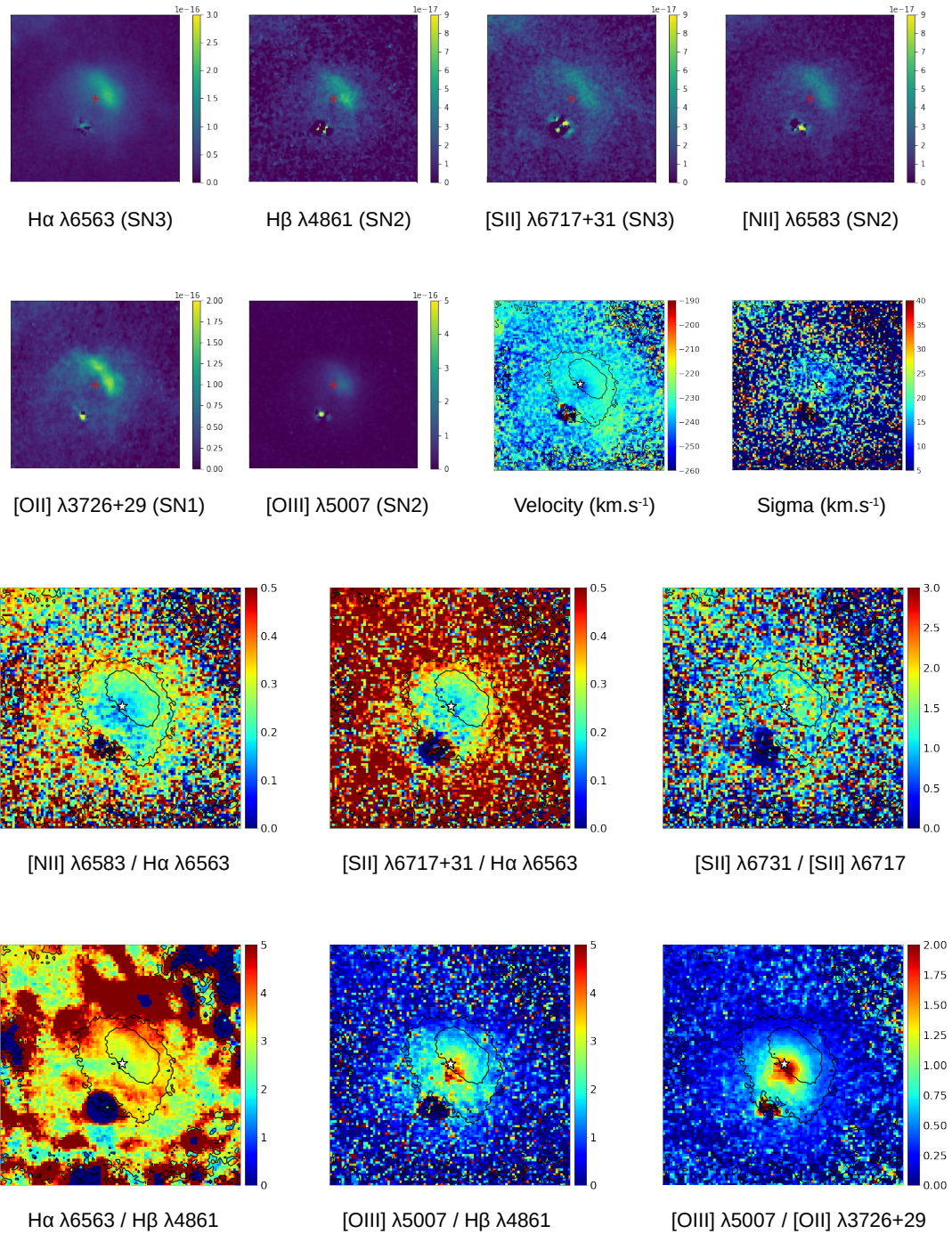


Figure 3.38 – Same as Fig. 3.19 for F2-14, around J013352.71+304502.0

F3-1

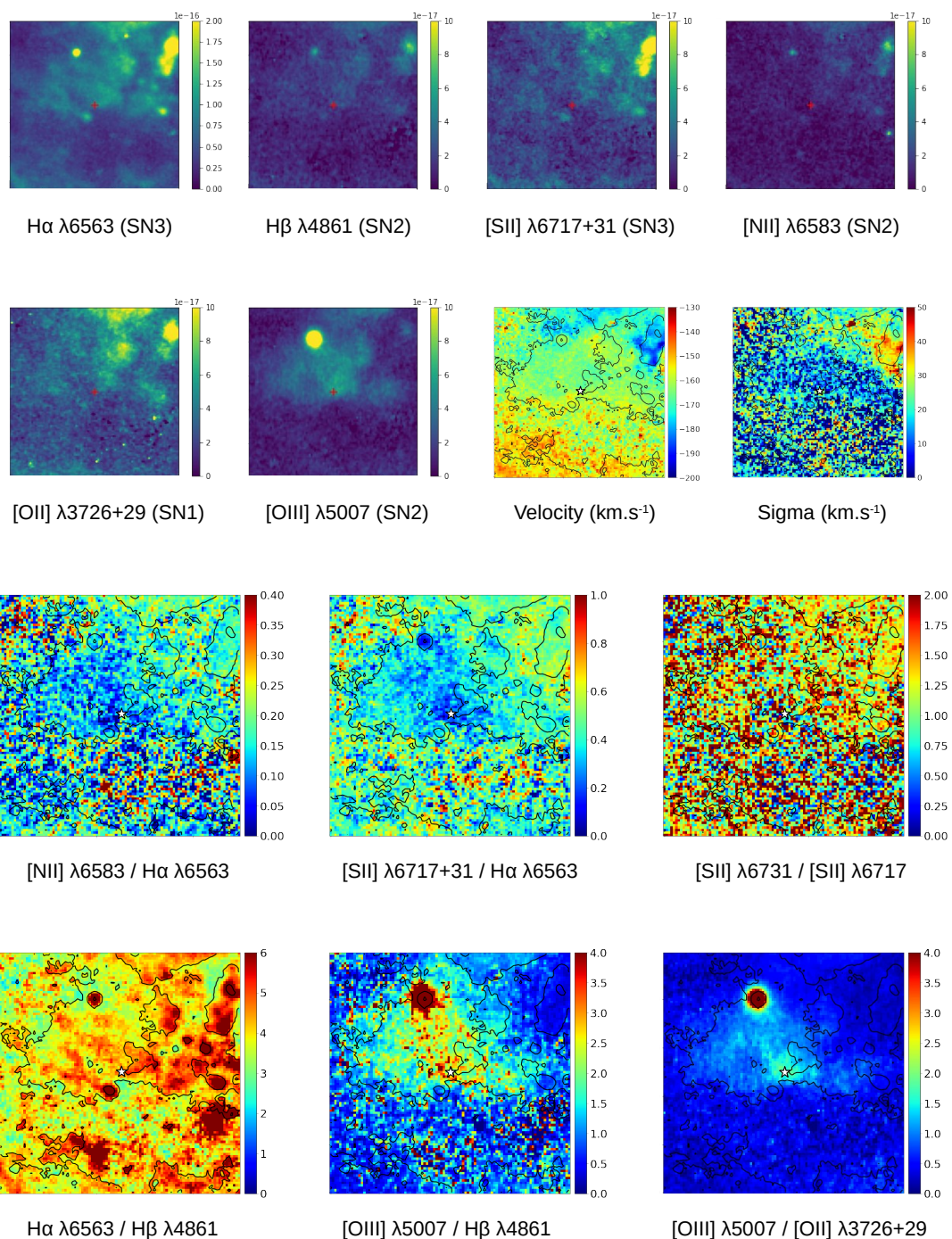


Figure 3.39 – Same as Fig. 3.19 for F3-1, around J013415.38+303423.2

F3-2

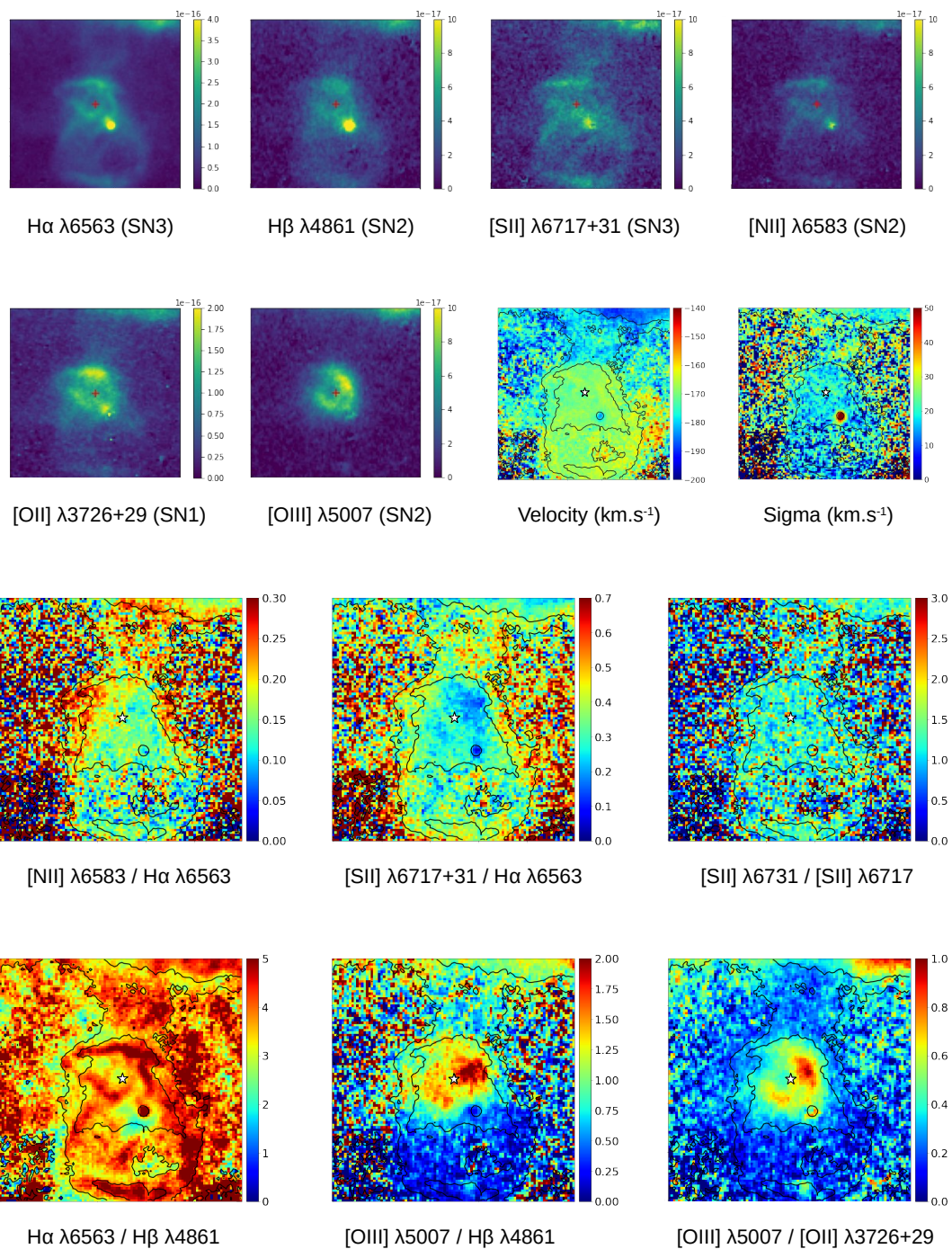


Figure 3.40 – Same as Fig. 3.19 for F3-2, around J013416.28+303646.4

F3-3

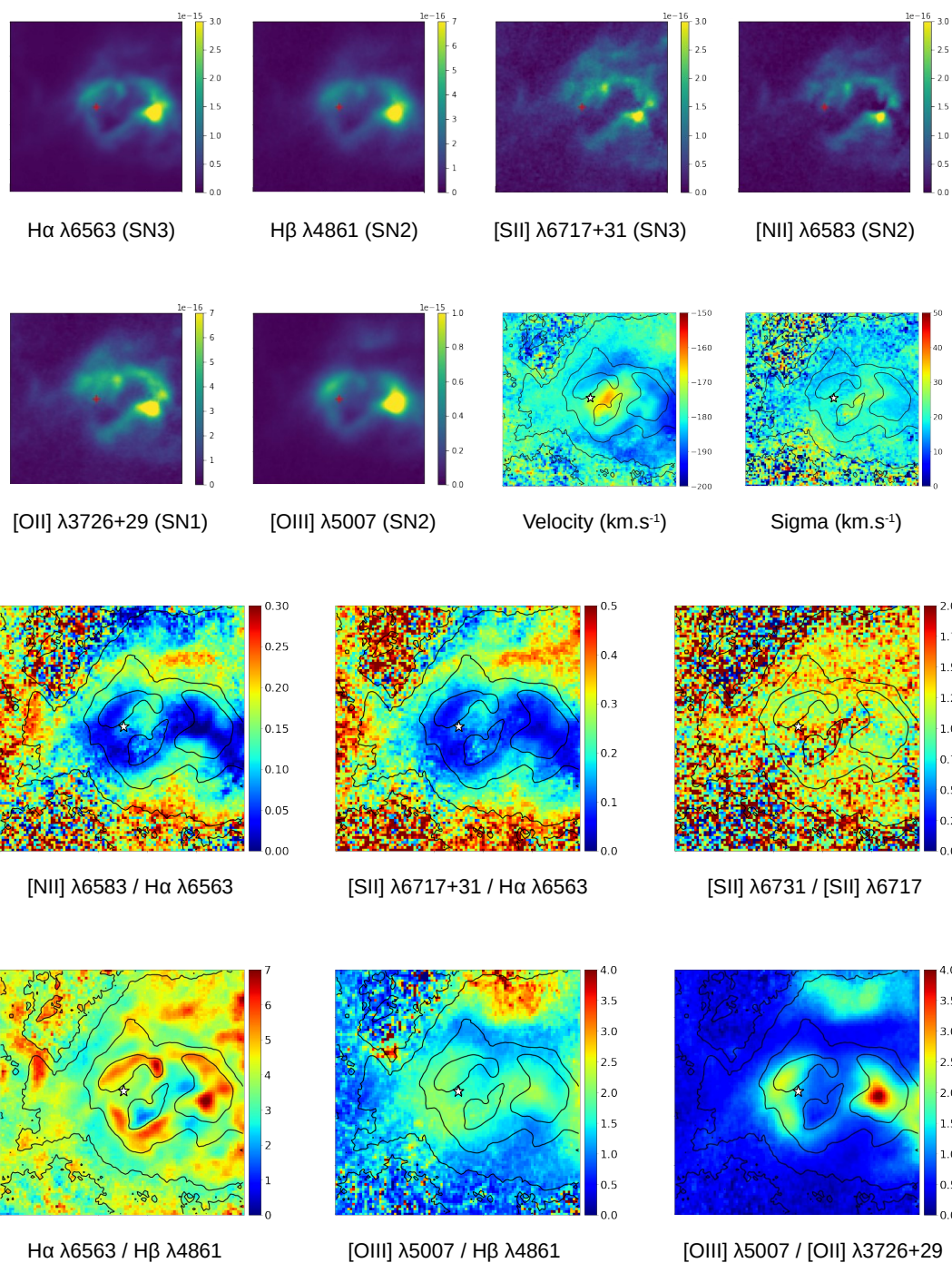


Figure 3.41 – Same as Fig. 3.19 for F3-3, around J013416.35+303712.3

F3-4

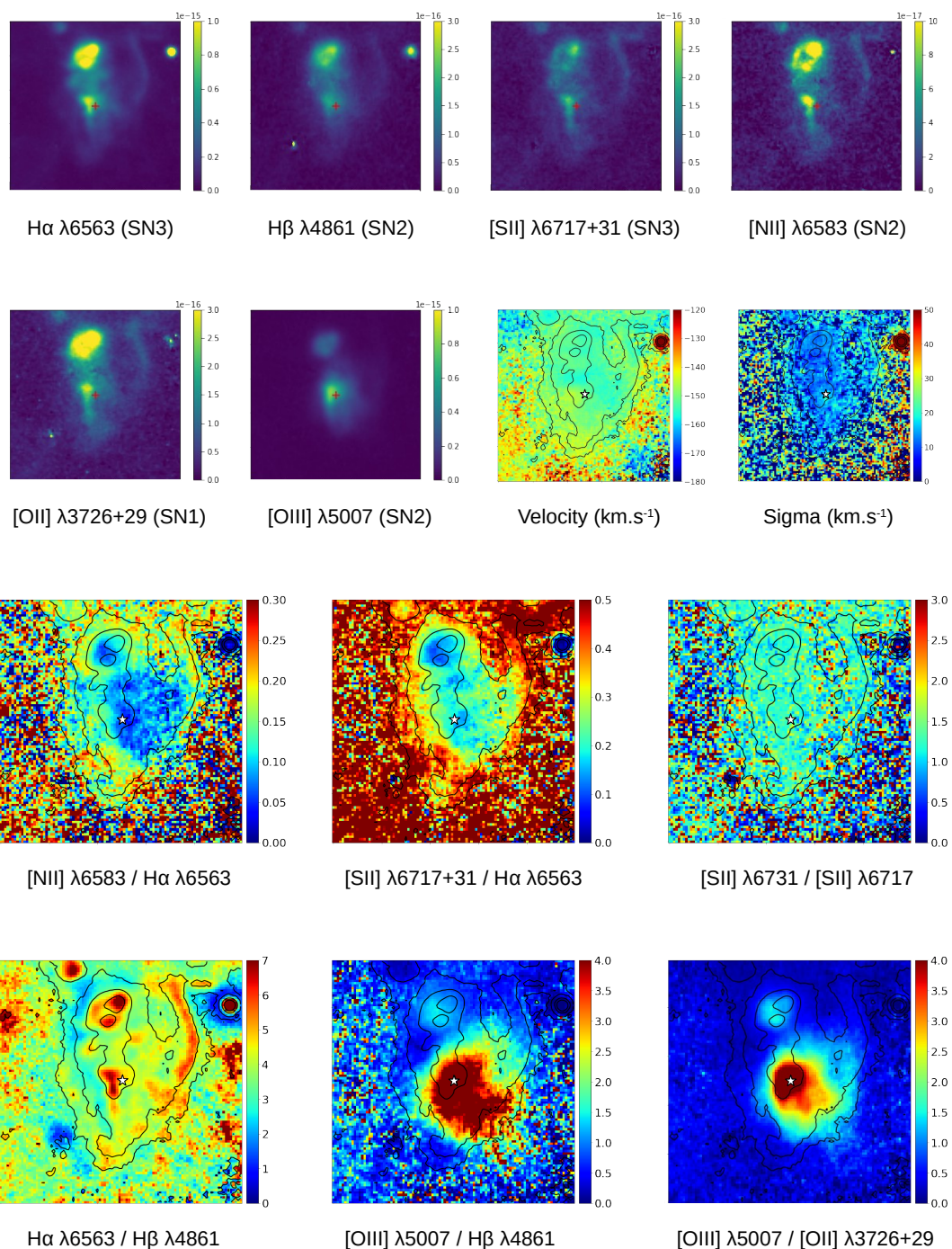


Figure 3.42 – Same as Fig. 3.19 for F3-4, around J013417.21+303334.7

F3-5

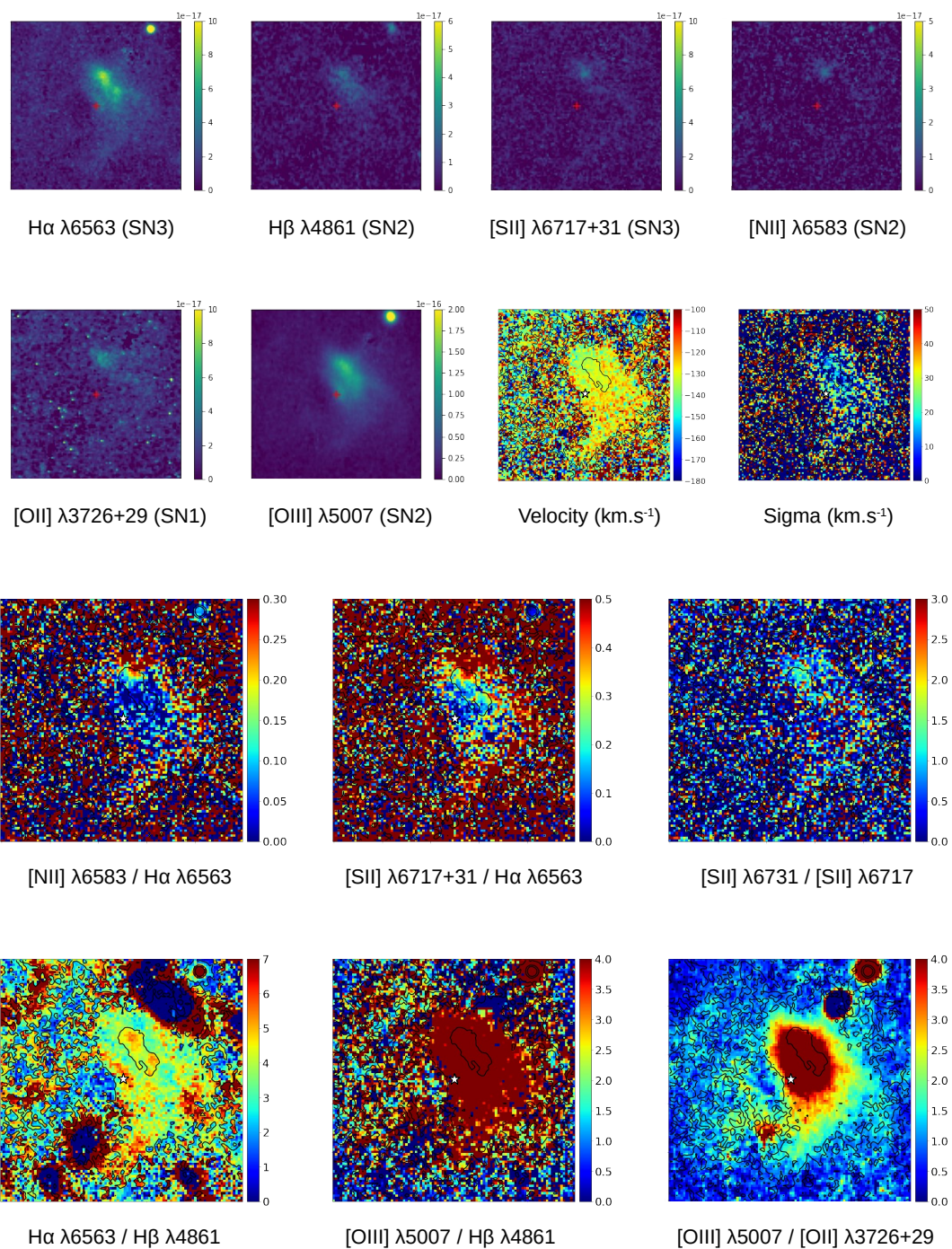


Figure 3.43 – Same as Fig. 3.19 for F3-5, around J013419.16+303127.7

F3-6

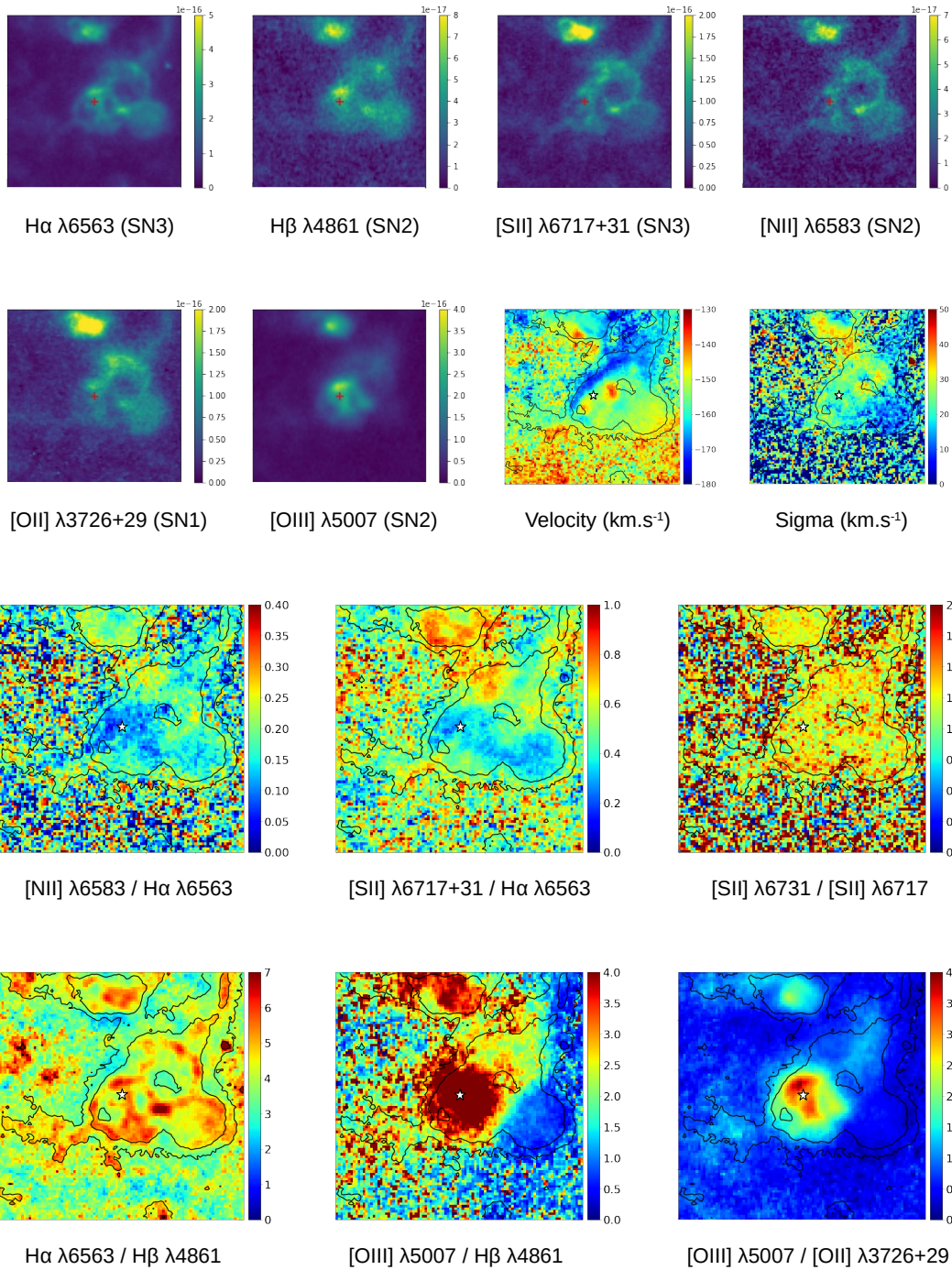


Figure 3.44 – Same as Fig. 3.19 for F3-6, around J013419.68+303343.0

F3-7

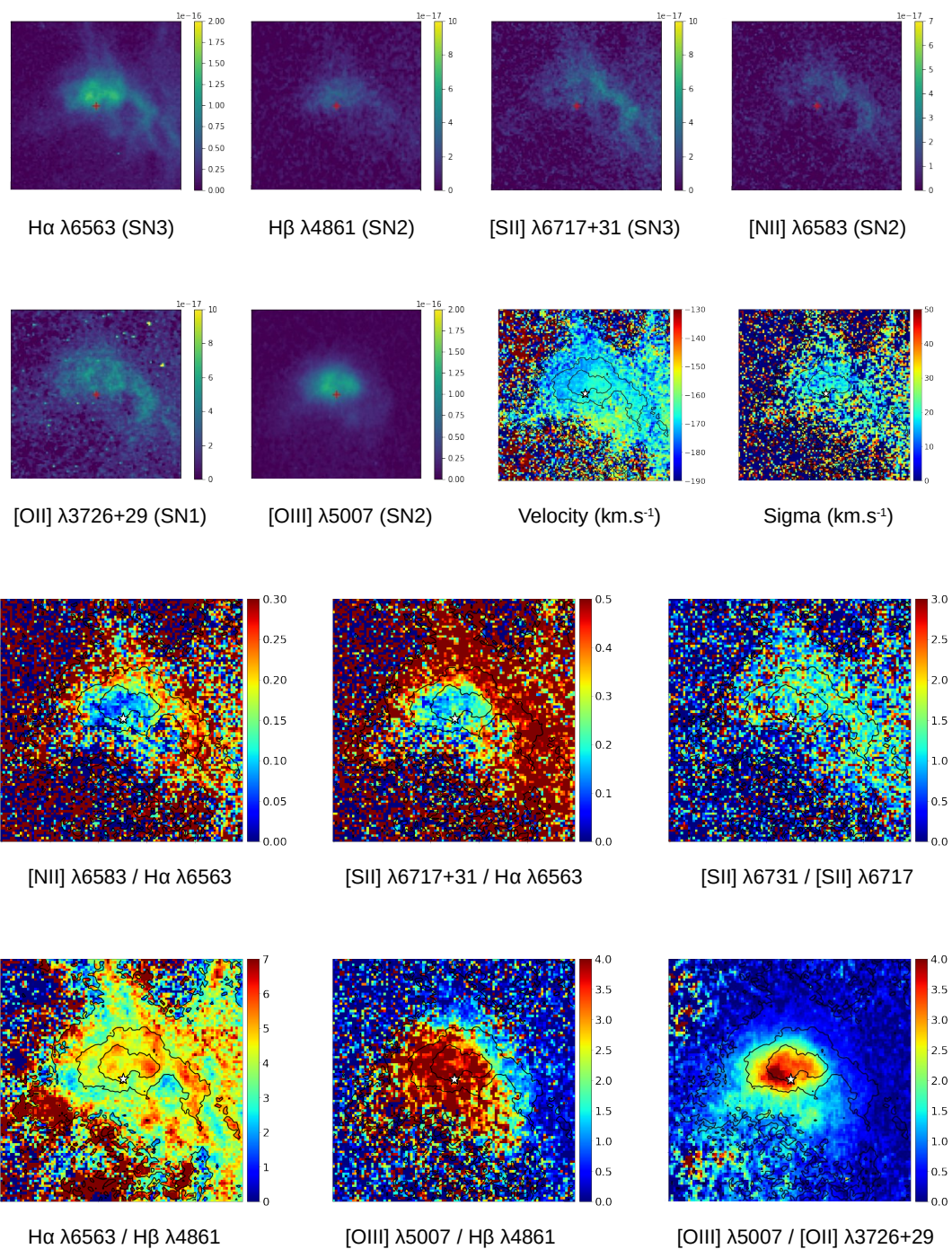


Figure 3.45 – Same as Fig. 3.19 for F3-7, around J013421.21+303758.2

F4-1

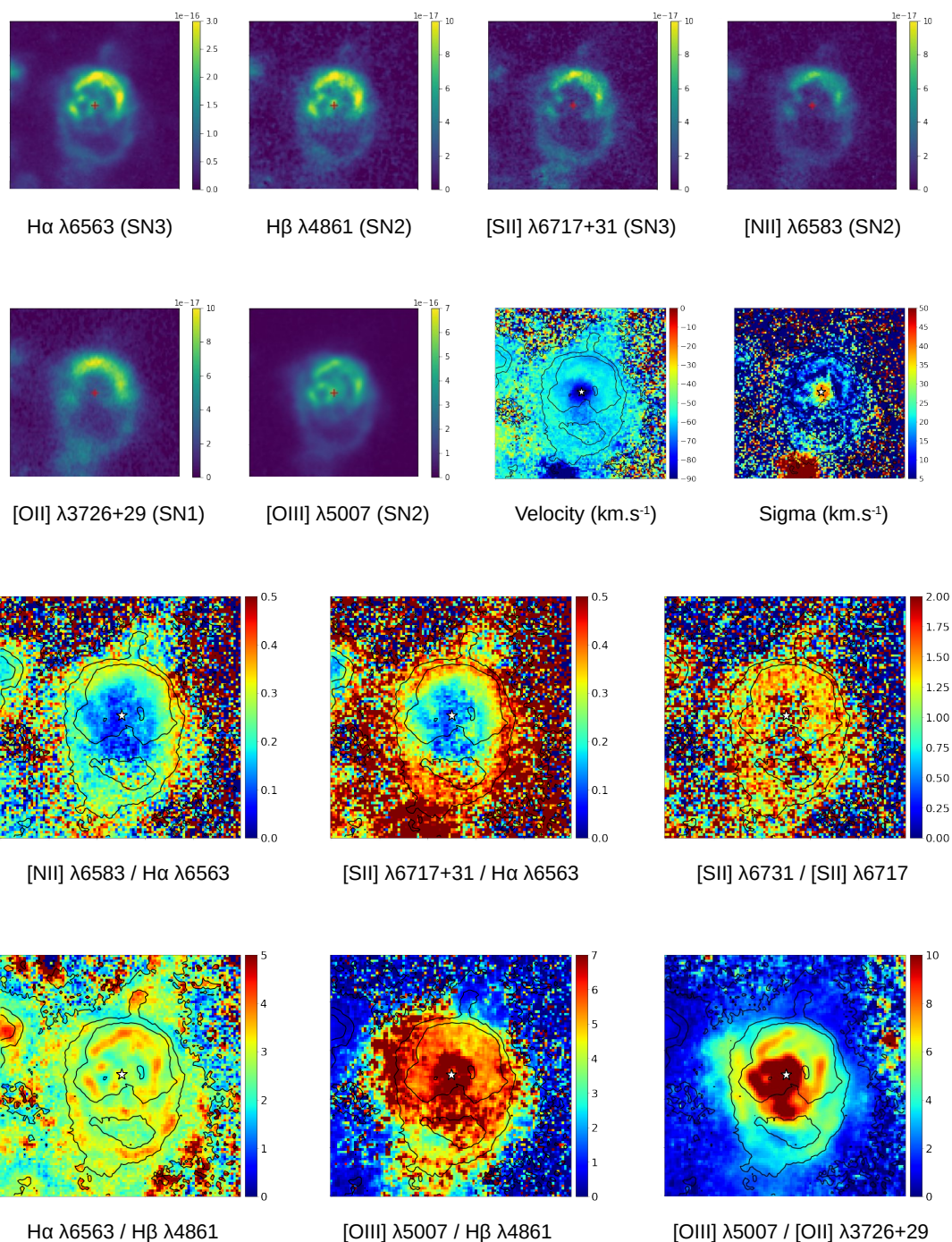


Figure 3.46 – Same as Fig. 3.19 for F4-1, around J013327.76+303150.9

F4-2

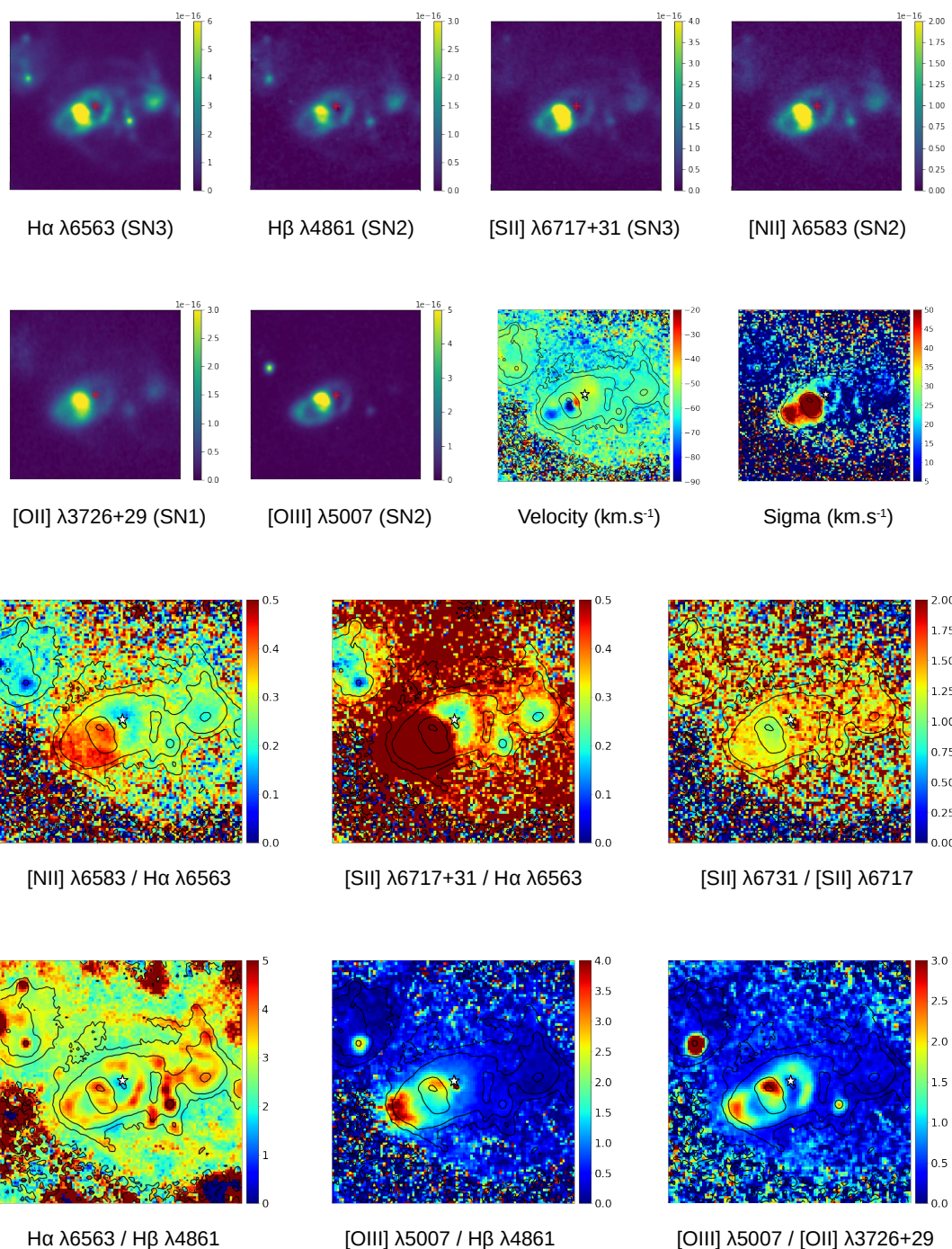


Figure 3.47 – Same as Fig. 3.19 for F4-2, around J013335.73+303629.1

F4-3

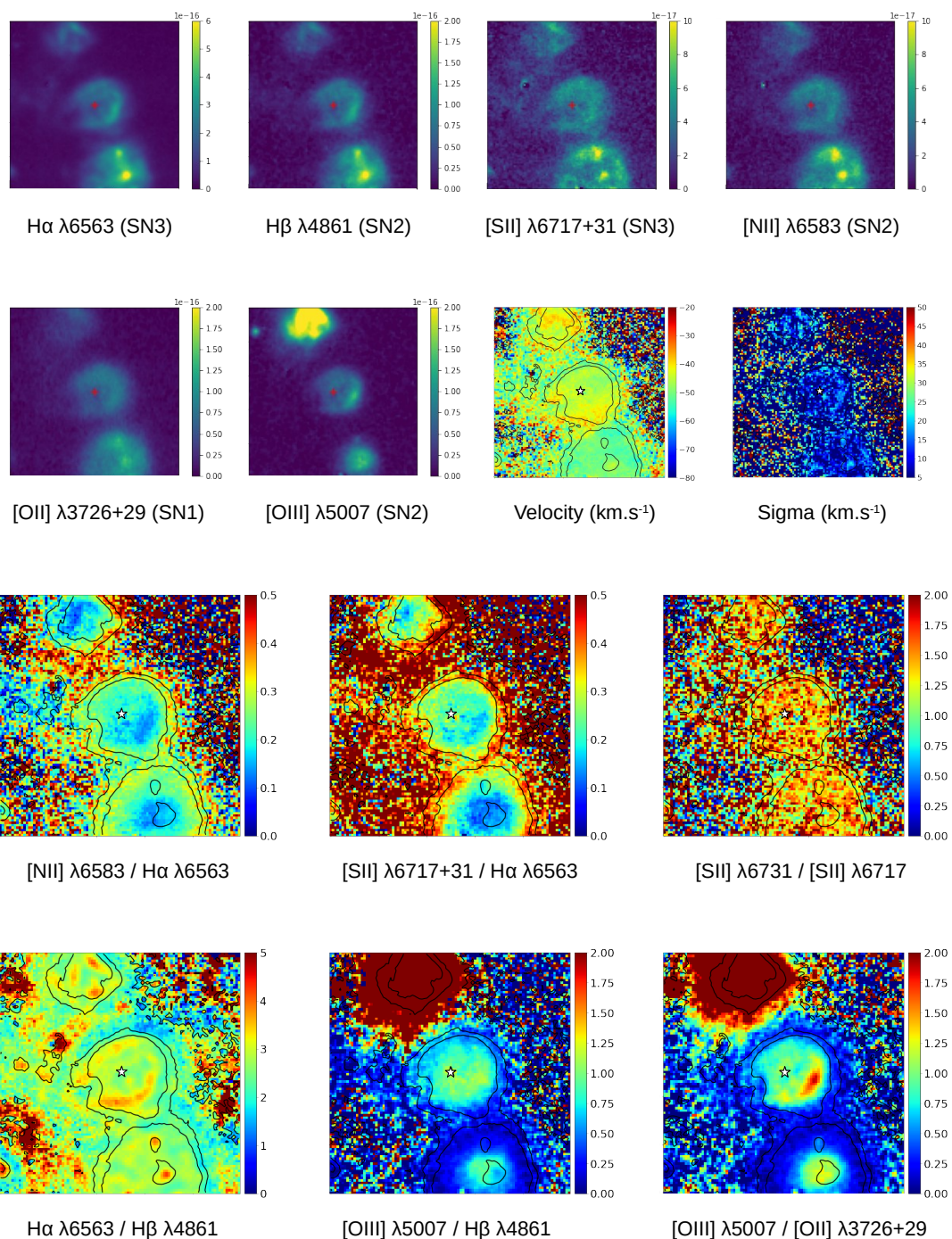


Figure 3.48 – Same as Fig. 3.19 for F4-3, around J013342.53+303314.7

F4-4

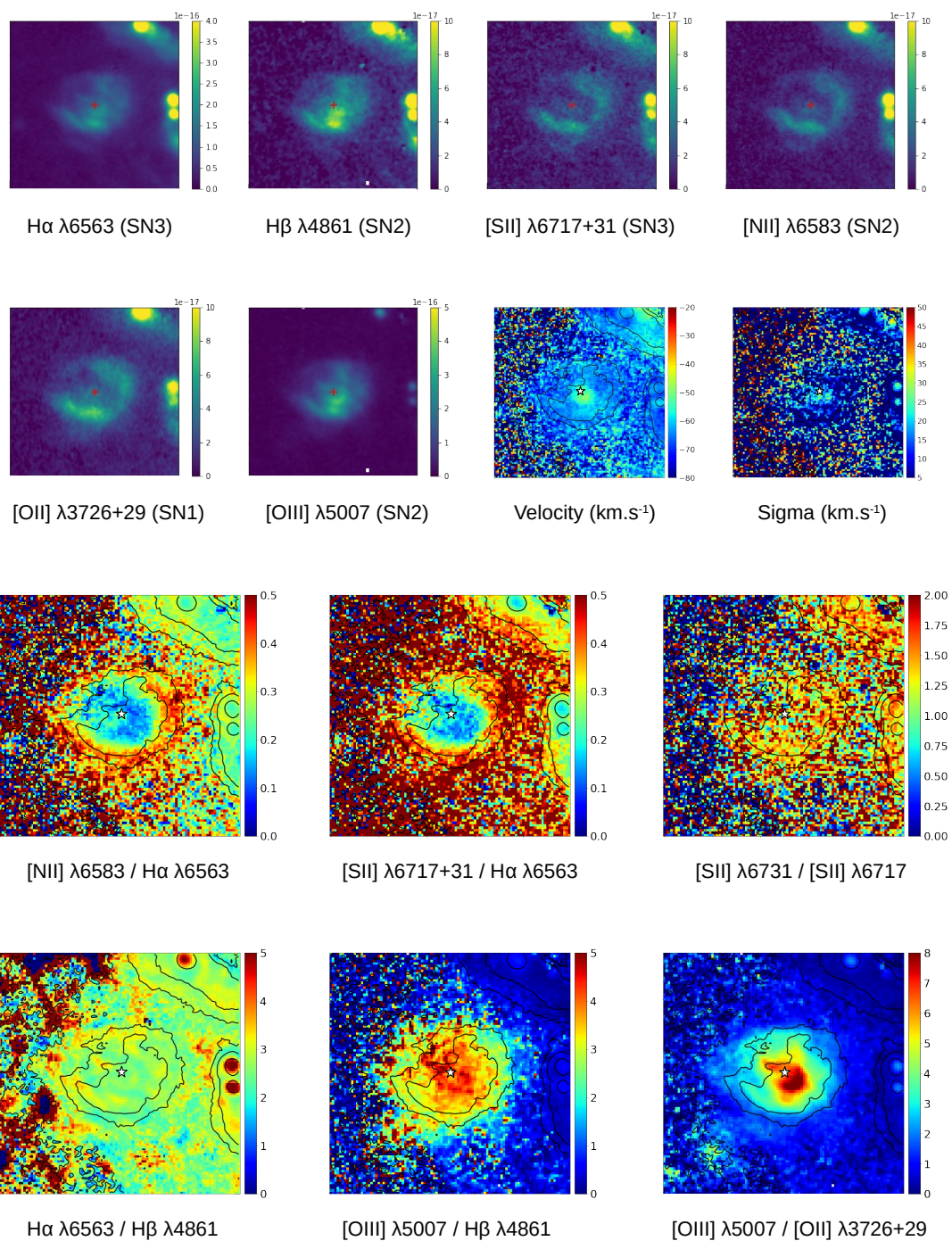


Figure 3.49 – Same as Fig. 3.19 for F4-4, around J013345.99+303602.7

F4-5

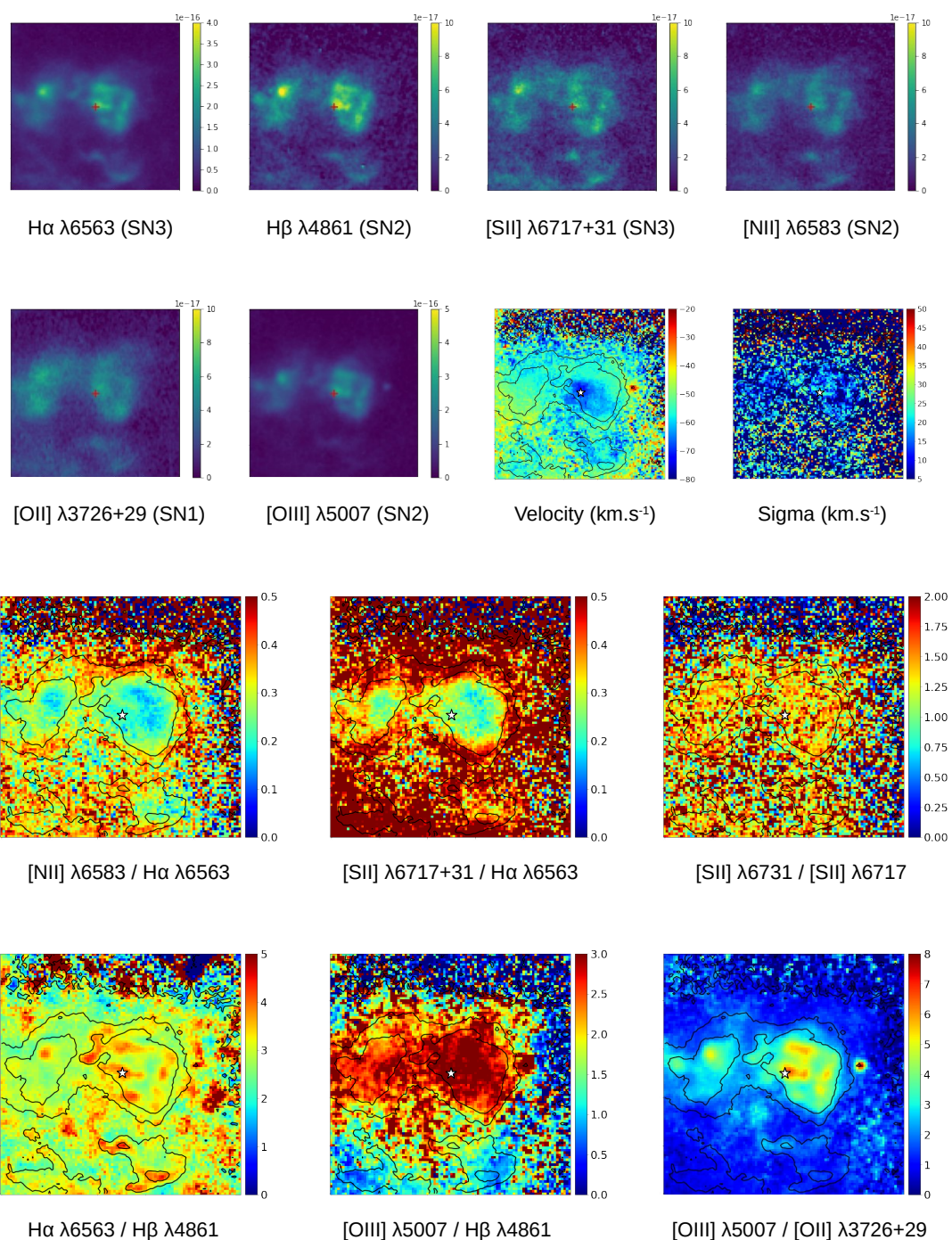


Figure 3.50 – Same as Fig. 3.19 for F4-5, around J013346.80+303334.5

F4-6

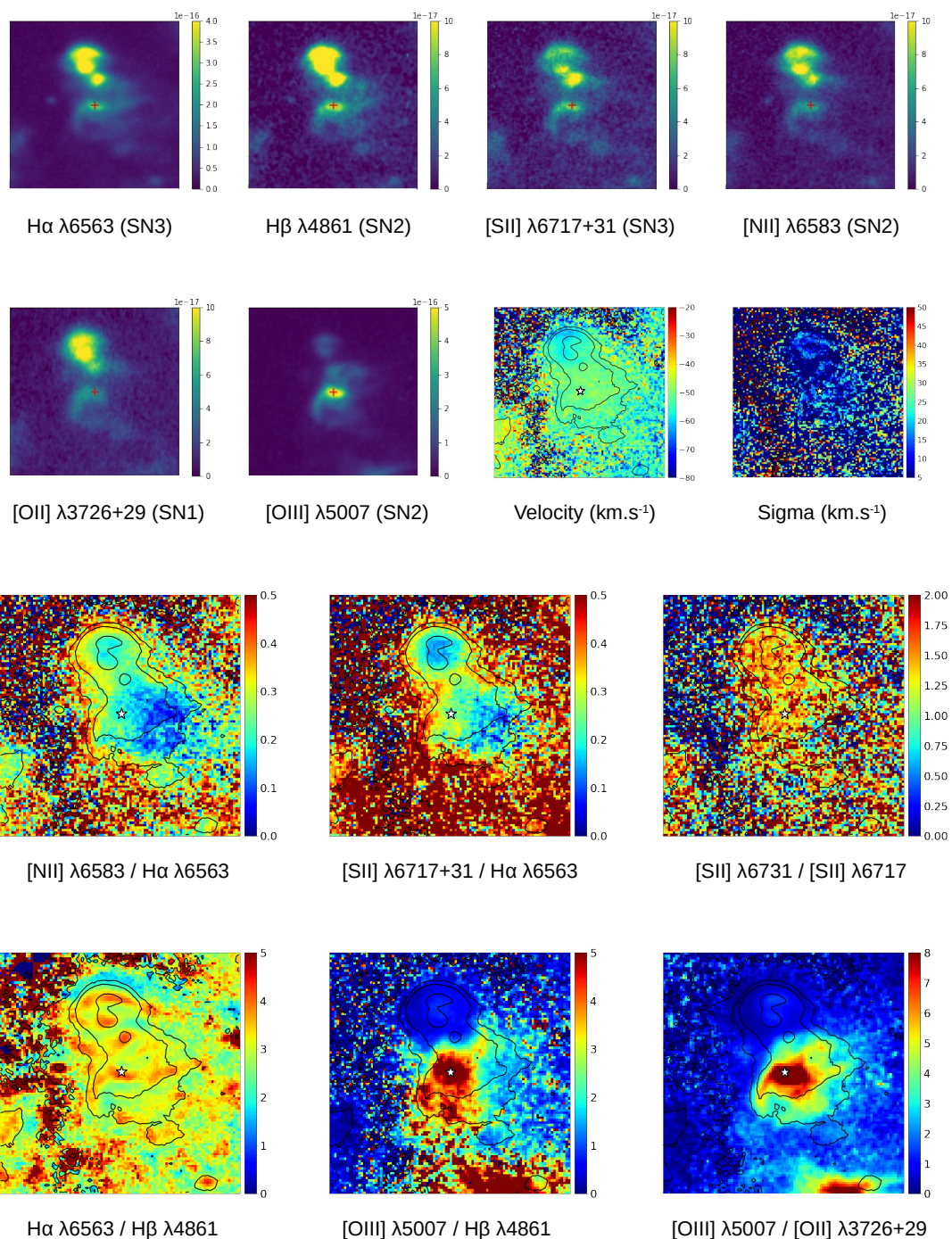


Figure 3.51 – Same as Fig. 3.19 for F4-6, around J013350.23+303342.4

F4-7

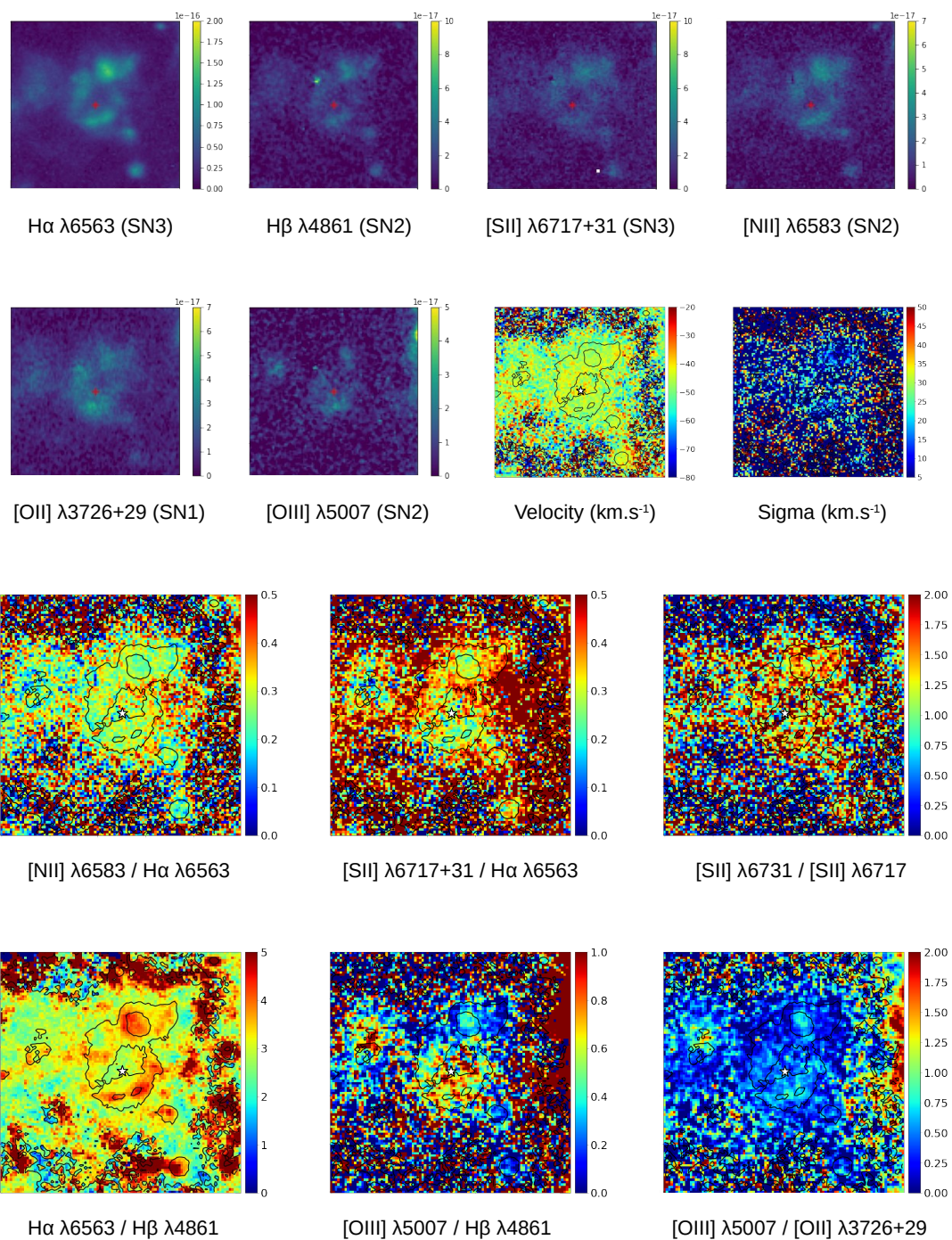


Figure 3.52 – Same as Fig. 3.19 for F4-7, around J013351.84+303328.4

F4-8

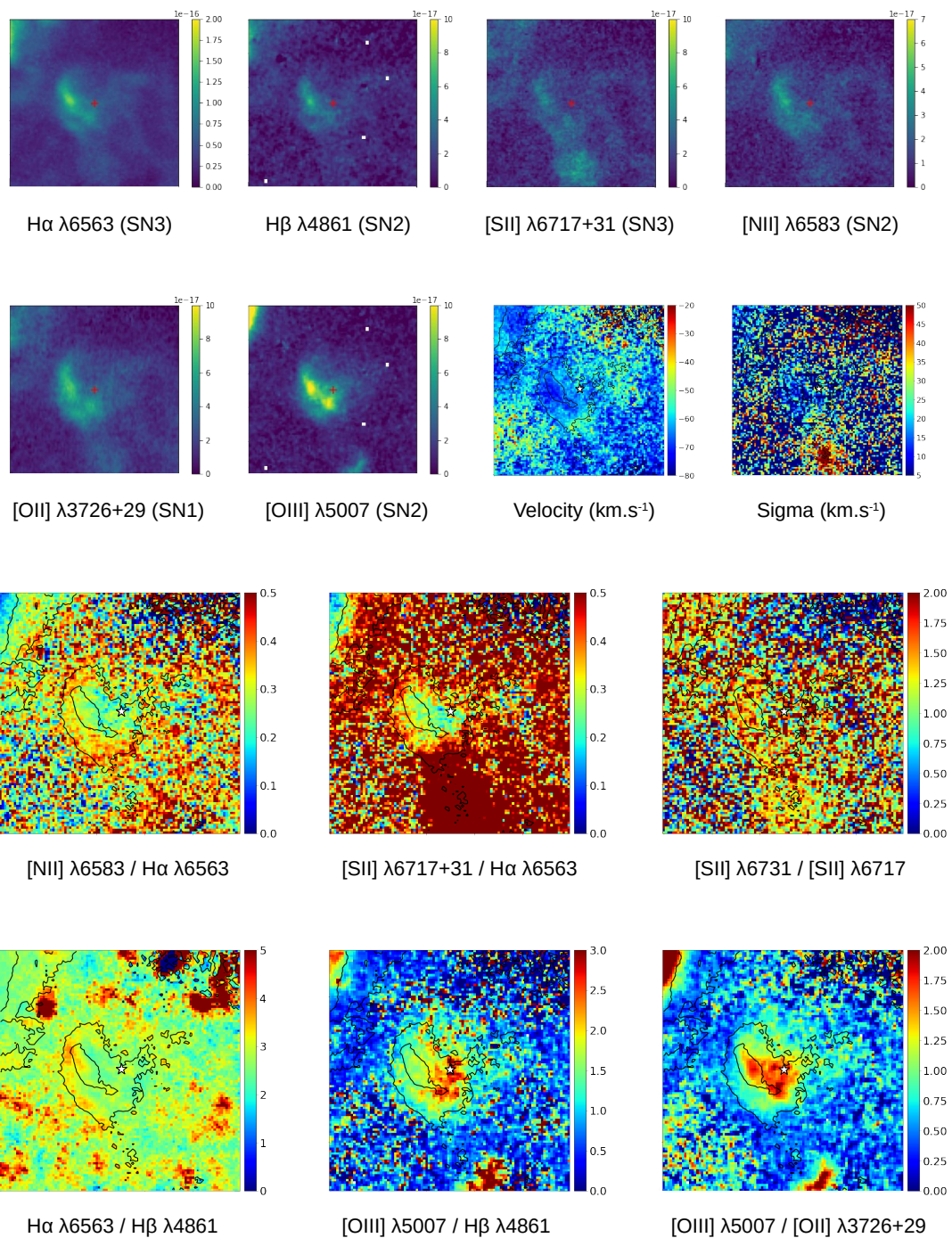


Figure 3.53 – Same as Fig. 3.19 for F4-8, around J013357.20+303512.0

F4-9

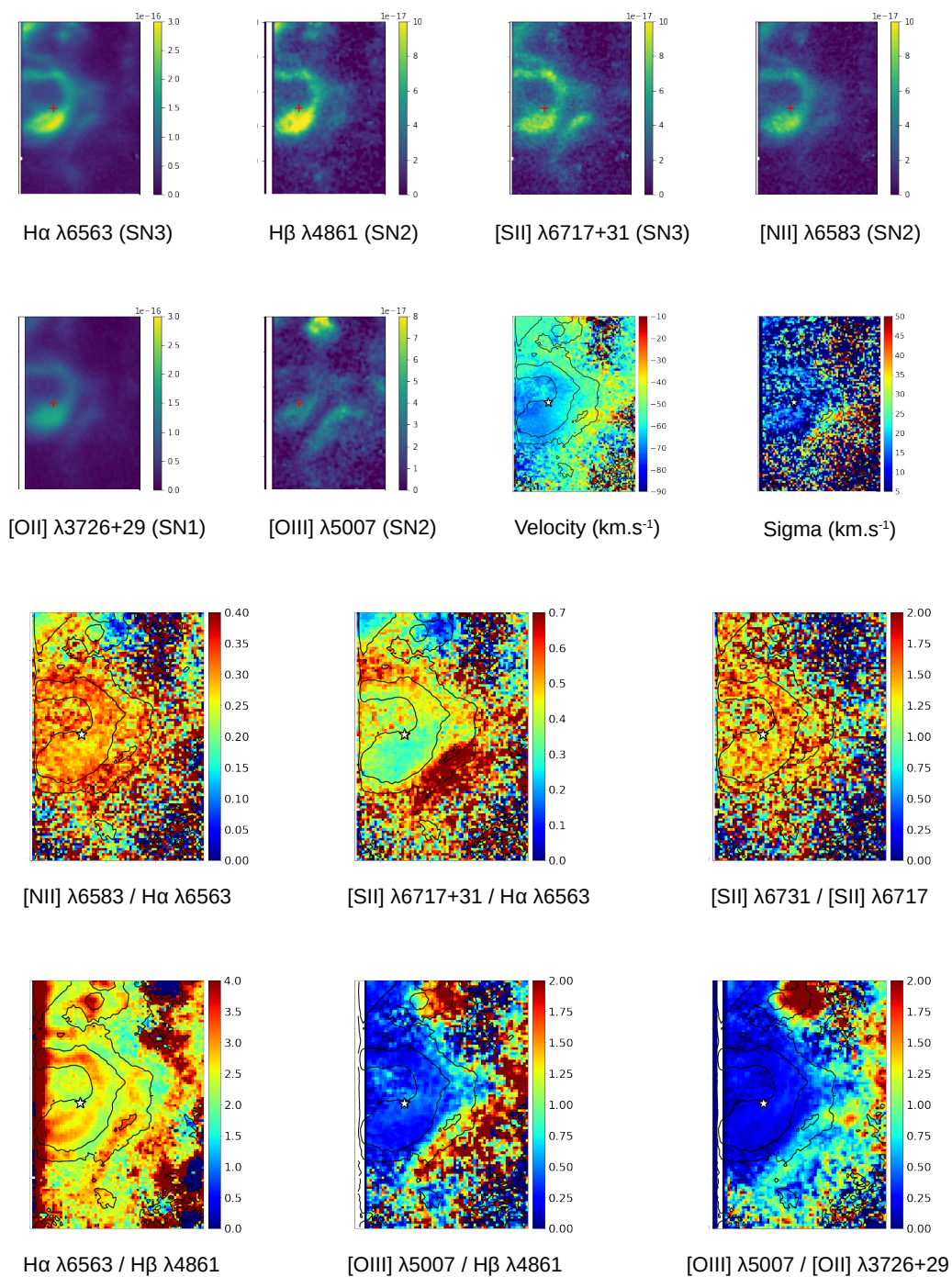


Figure 3.54 – Same as Fig. 3.19 for F4-9, around J013359.39+303337.5

F5-1

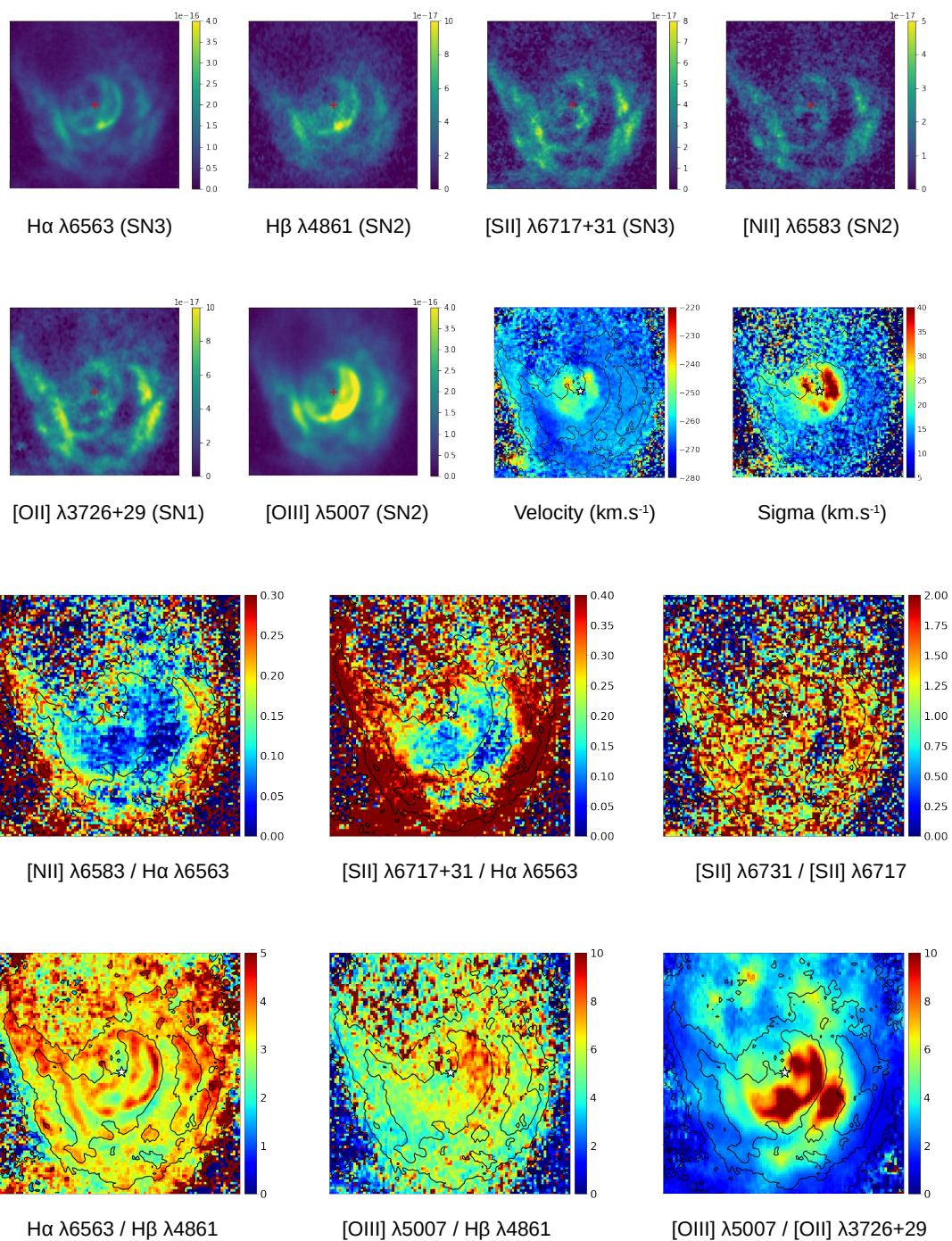


Figure 3.55 – Same as Fig. 3.19 for F5-1, around J013350.71+305636.7

F6-1

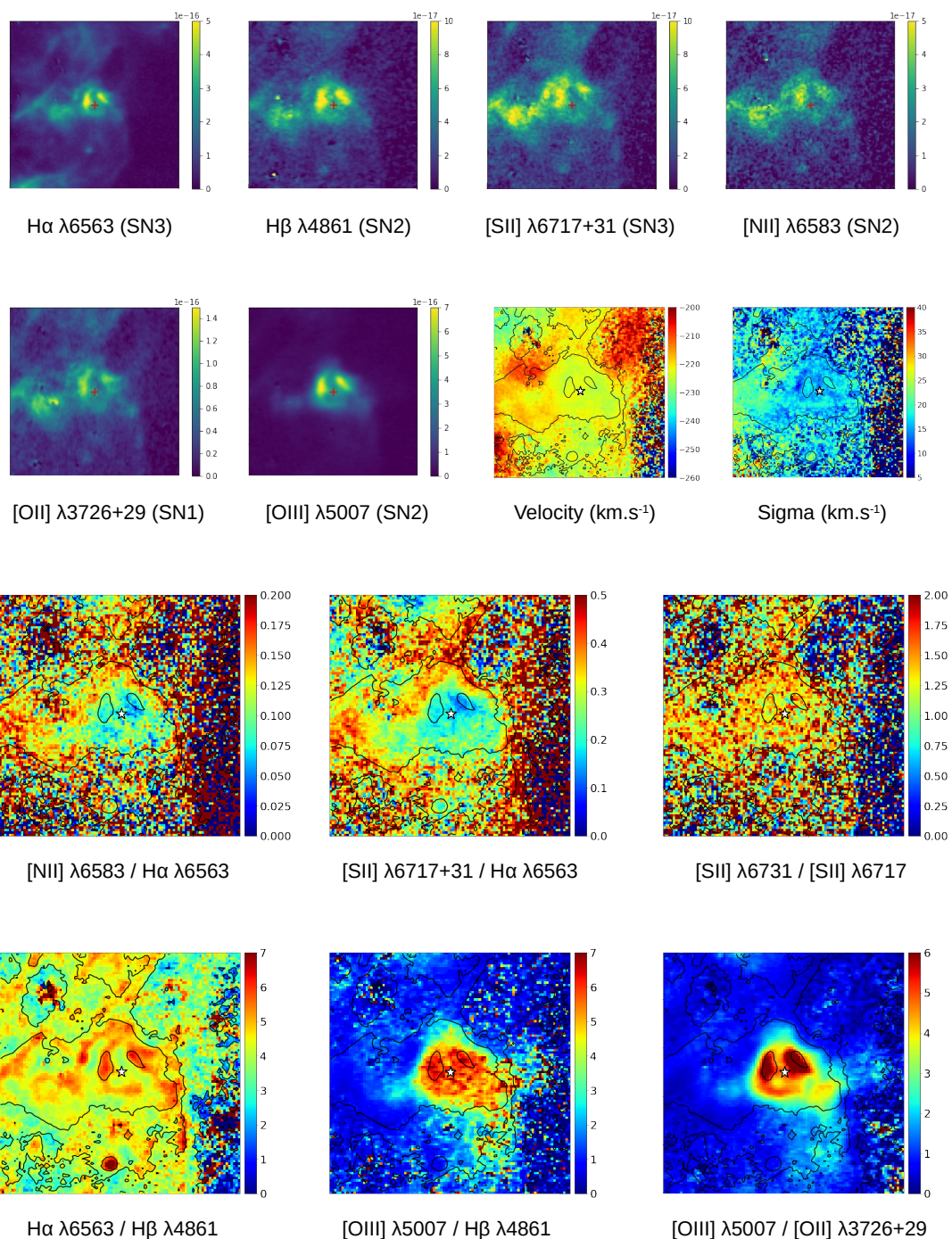


Figure 3.56 – Same as Fig. 3.19 for F6-1, around J013314.56+305319.6

F7-1

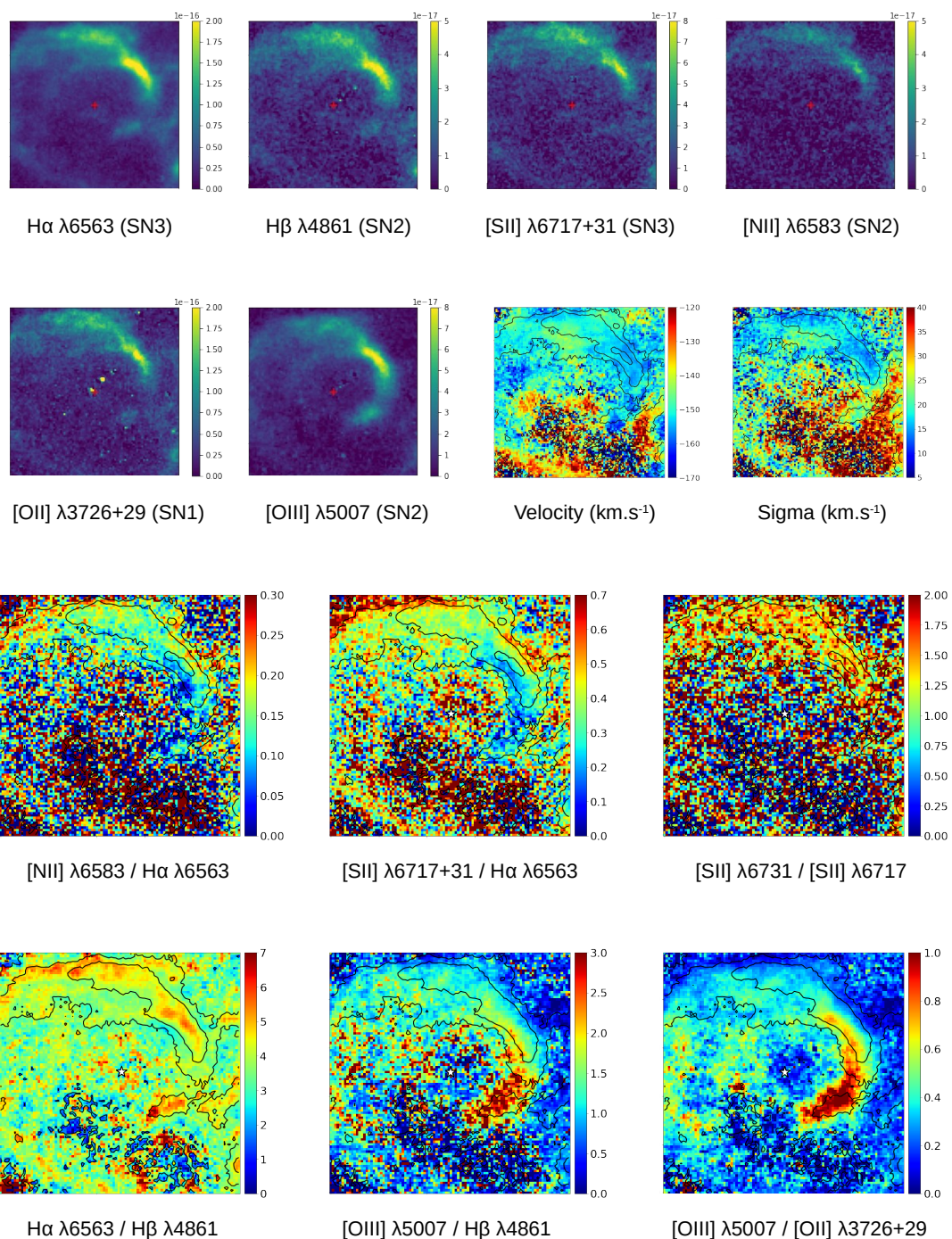


Figure 3.57 – Same as Fig. 3.19 for F7-1, around J013257.88+303549.8

F7-2

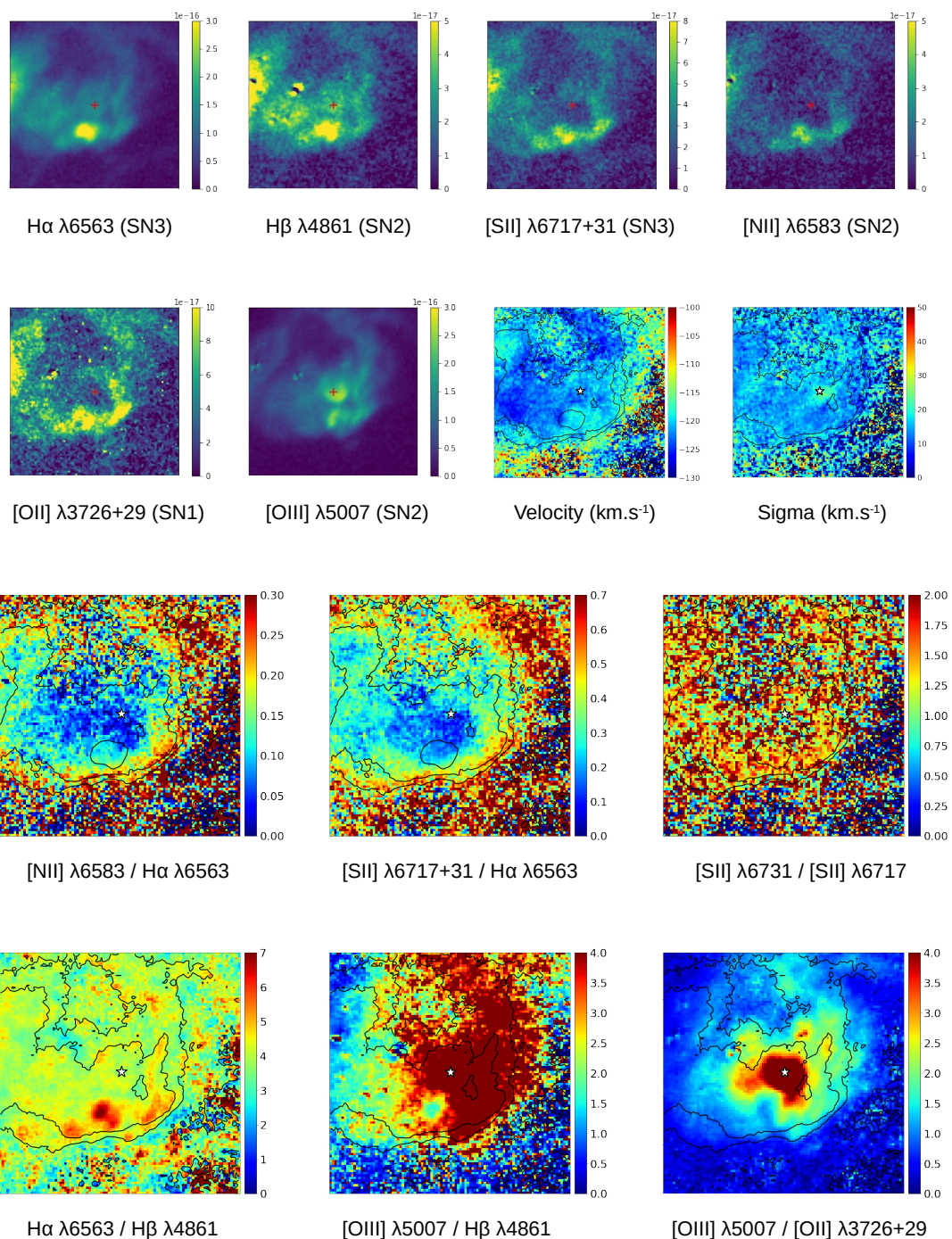


Figure 3.58 – Same as Fig. 3.19 for F7-2, around J013307.80+302951.1

F7-3

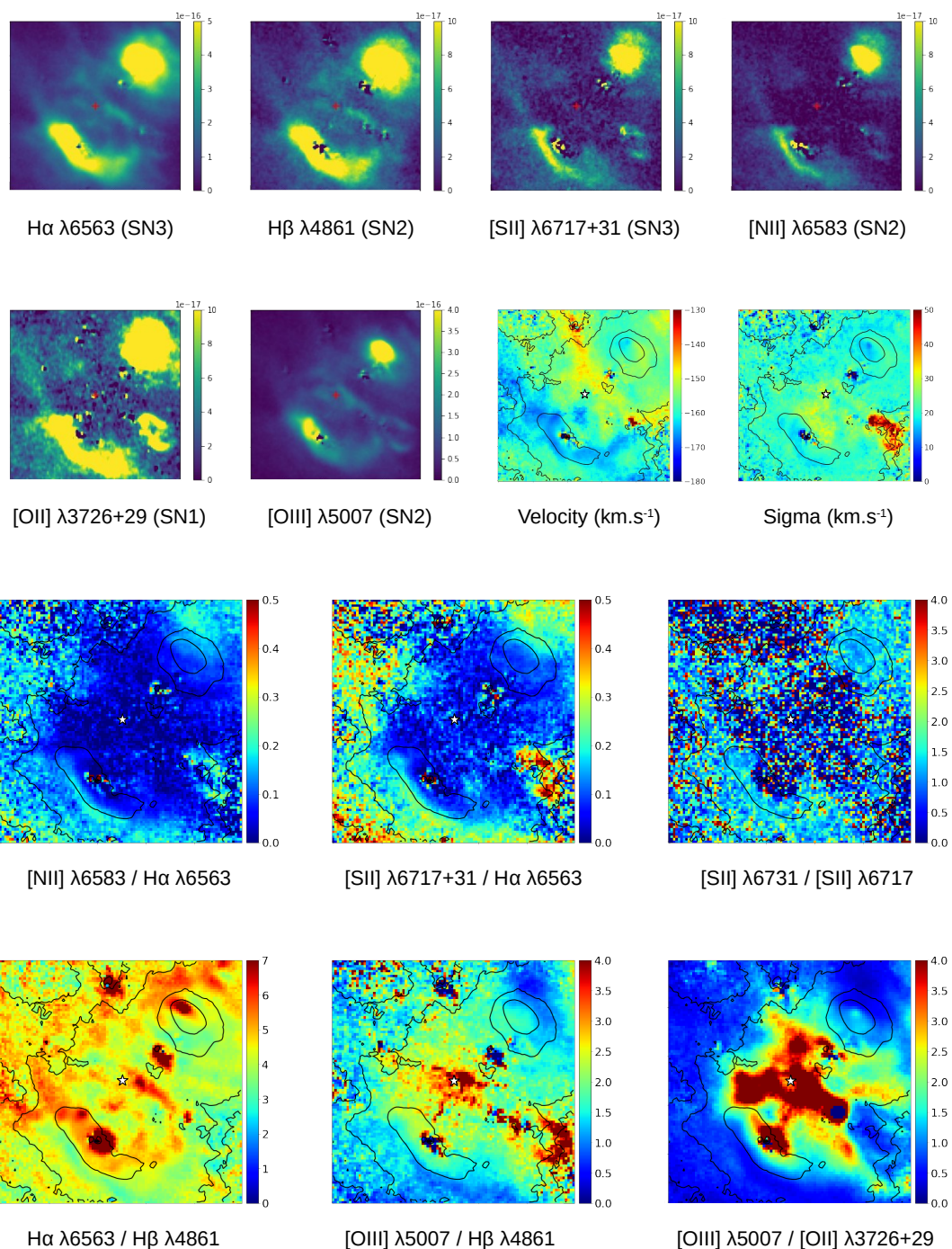


Figure 3.59 – Same as Fig. 3.19 for F7-3, around J013312.44+303848.0

F8-1

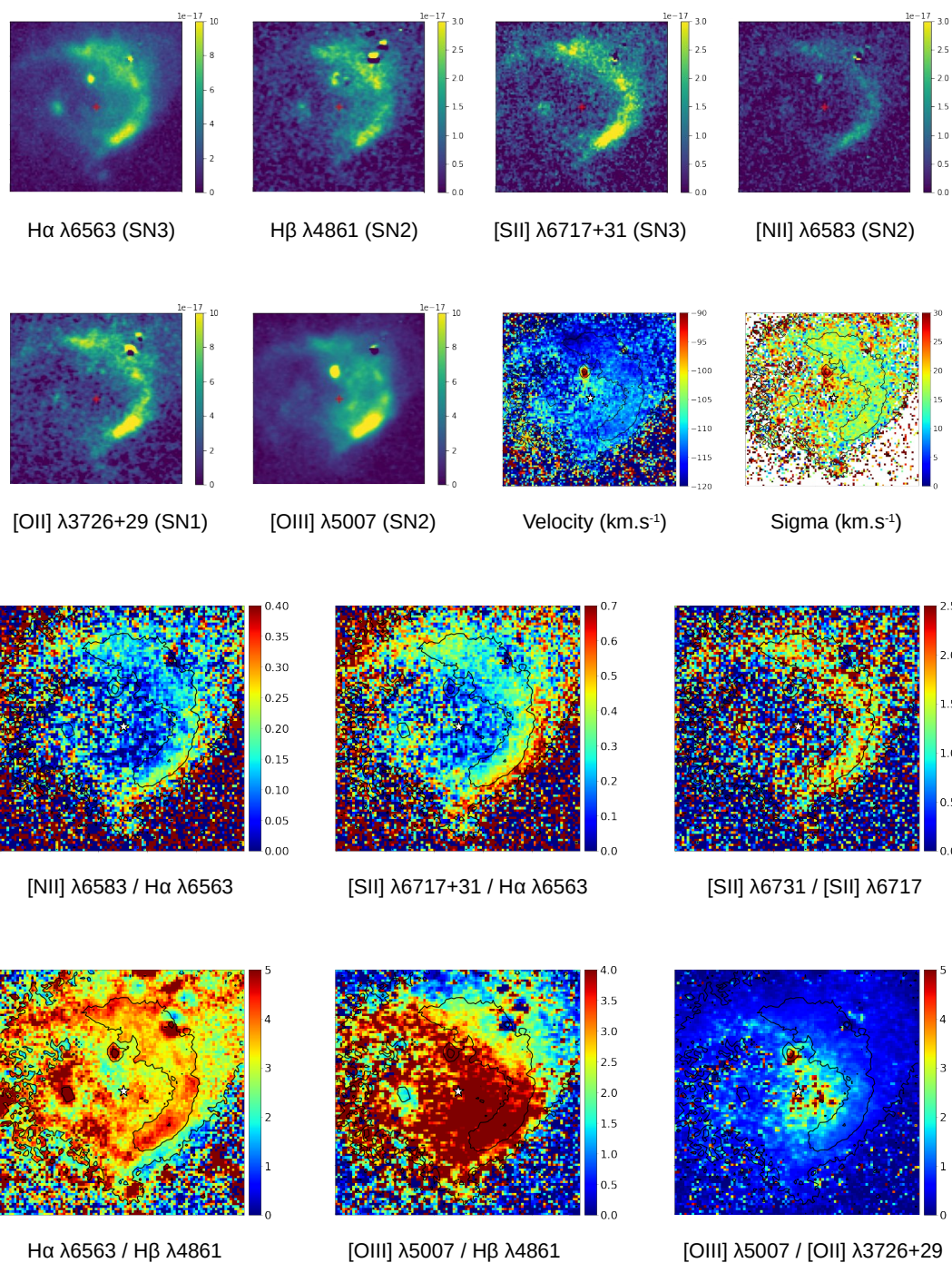


Figure 3.60 – Same as Fig. 3.19 for F8-1, around J013256.84+302724.9

F8-2

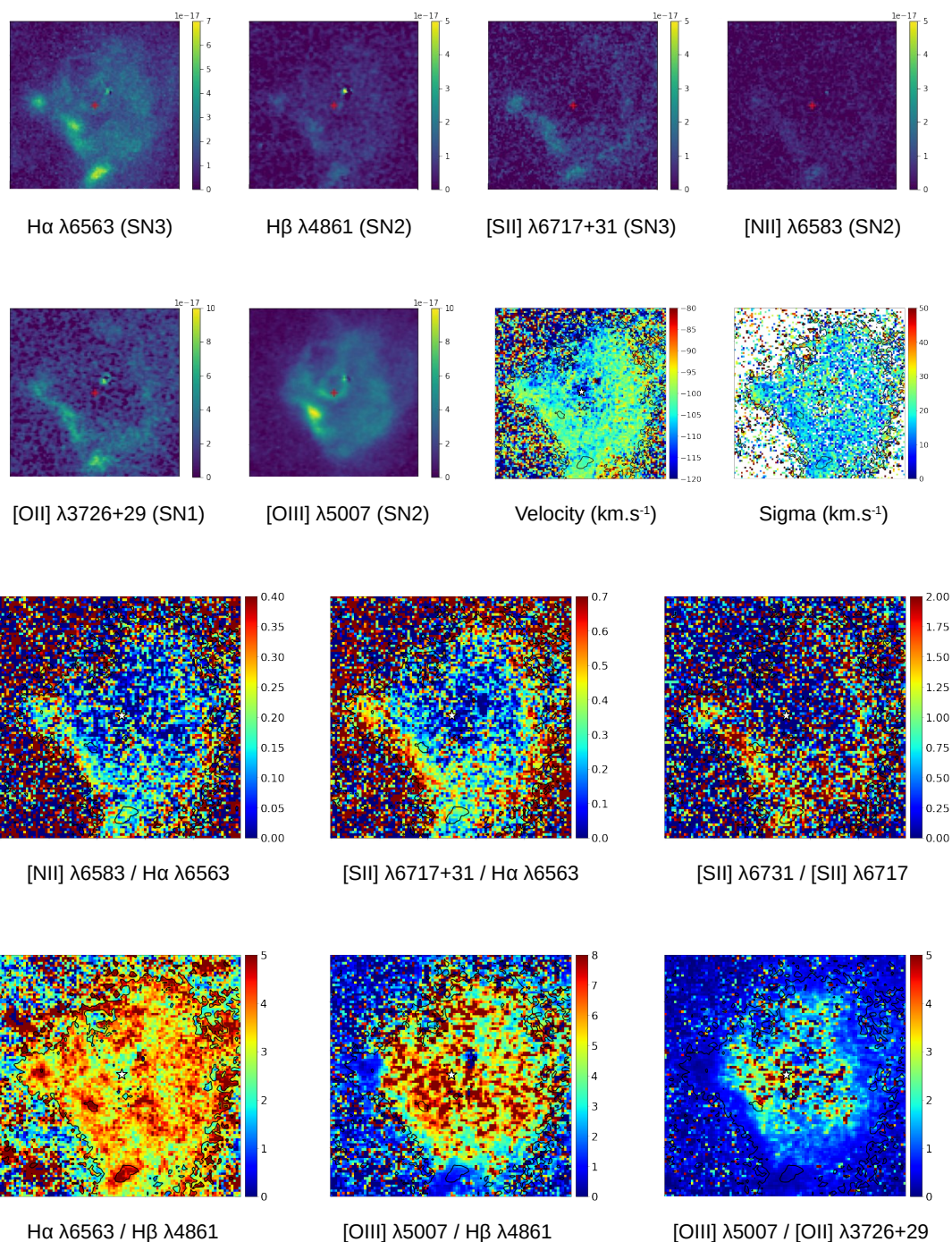


Figure 3.61 – Same as Fig. 3.19 for F8-2, around J013303.71+302326.3

Chapitre 4 : Conclusion

Dans le cadre de ce projet, nous avons étudié les nébuleuses circumstellaires autour d'étoiles Wolf-Rayet dans la galaxie M33 avec les données de SITELLE et du télescope spatial Hubble. Notre objectif était de repérer quelles étoiles Wolf-Rayet sont entourées de bulles, d'en observer les caractéristiques et de faire une étude statistique dans le but de mieux comprendre les mécanismes de leur formation. Pour cela, nous avons adopté trois critères nous permettant de déterminer si une nébuleuse est bien une bulle Wolf-Rayet. Il faut tout d'abord (i) observer la présence d'une nébuleuse circumstellaire, (ii) que l'étoile Wolf-Rayet soit située à une position favorable pour la création de la bulle, (iii) qu'elle semble avoir un impact direct sur l'ionisation de la bulle. Avec nos critères, sur les 178 étoiles Wolf-Rayet observées dans nos champs de M33, nous avons pu identifier une bulle autour de 43 d'entre elles (24 %). L'étude de ces bulles grâce à nos données nous a renseigné sur leurs caractéristiques, leur ionisation et nous a éclairé sur leur possible processus de formation. Nous avons constaté notamment que les types spectraux observés pour ces étoiles ne semblent pas indiquer un biais envers un type d'étoile Wolf-Rayet particulier en ce qui a trait à la présence de bulle ou non. Cependant, le catalogue actuel des étoiles Wolf-Rayet dans M33 n'est pas assez précis dans les types spectraux : beaucoup d'entre eux sont simplement décrits comme des WN ou WC, sans précision sur leur sous-type. Obtenir les spectres de chacune de ces étoiles pour mieux les caractériser et établir un lien avec la structure d'ionisation des nébuleuses observées pourrait nous renseigner davantage sur les mécanismes de formation des bulles et leur évolution. En se basant sur les scénarios évolutifs actuels, nous pourrions alors vérifier si nous observons seulement des bulles autour des plus jeunes étoiles Wolf-Rayet, notamment. Ceci pourrait

fournir une explication sur l'absence de bulles autour de plus de 3/4 des étoiles Wolf-Rayet observées : correspondraient-elles à de plus vieilles étoiles dont les bulles auraient eu le temps de se dissiper, par exemple ? Une autre possibilité d'explication derrière les chiffres observés pourrait être la position des étoiles Wolf-Rayet dans la galaxie. Celles qui ont une bulle apparente seraient-elles plus isolées que les autres, ayant ainsi pu garder une bulle intacte comparativement aux autres ? Une étude de la localisation des étoiles Wolf-Rayet et de leur distance par rapport aux associations OB pourrait nous éclairer à ce sujet. Il est également possible, comme noté par Hung et al. (2021), que les bulles soufflées par les étoiles Wolf-Rayet ne soient pas toujours suffisamment fortes pour compresser assez densément la matière interstellaire et devenir ainsi détectables. De plus, les critères d'identification de bulles Wolf-Rayet utilisés dans cette étude sont assez subjectifs. Il serait important de comparer nos résultats à ceux de futurs travaux utilisant des critères basés sur des statistiques, en ayant recours à des méthodes d'apprentissage machine par exemple.

Notre recherche a offert une vision globale de la population de bulle d'étoiles Wolf-Rayet dans la galaxie M33. Une étude plus poussée pourrait être menée pour déterminer des caractéristiques plus spécifiques sur chacune d'entre elles. Par exemple, il serait possible d'explorer plus en détails la cinématique des bulles dans une étude subséquente.

Bibliographie

- Abbott, D. C., & Lucy, L. B. 1985, *Astrophysical Journal*, 288, 679
- Baldwin, J. A., Phillips, M. M., & Terlevich, R. 1981, , 93, 5
- Beals, C. 1933, *The Observatory*, 56, 196
- Castor, J. I., Abbott, D. C., & Klein, R. I. 1975, *Astrophysical Journal*, 195, 157
- Chu, Y. H. 1981, *Astrophysical Journal*, 249, 195
- Chu, Y.-H. 2007, *Proceedings of the International Astronomical Union*, 3, 341
- . 2016, *Journal of Physics : Conference Series*, 728, 032007
- Conti, P. S. 1975, *Mémoires of the Société Royale des Sciences de Liège*, 9, 193
- Crowther, P. A. 2007a, *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 45, 177–219
- . 2007b, *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 45, 177–219
- de Grijs, R., & Bono, G. 2014, *The Astronomical Journal*, 148, 17
- De Paolis, F., Gurzadyan, V., Nucita, A., et al. 2016, *Astronomy & Astrophysics*, 593, A57
- Drissen, L., Shara, M., & Moffat, A. 1991, *Astronomical Journal*, 101, 1659
- Drissen, L., Martin, T., Rousseau-Nepton, L., et al. 2019, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 485, 3930
- Dwarkadas, V. V., Dauphas, N., Meyer, B., Boyajian, P., & Bojazi, M. 2017, *The Astrophysical Journal*, 851, 147
- Eddington, A. S. 1924, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 84, 308
- Esteban, C., Mesa-Delgado, A., Morisset, C., & García-Rojas, J. 2016, *Monthly Notices of the RAS*, 460, 4038

- Foellmi, C., Moffat, A. F. J., & Guerrero, M. A. 2003, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 338, 1025
- García-Segura, G., Langer, N., & Mac Low, M.-M. 1996, *Astronomy and Astrophysics*, 316, 133
- García-Segura, G., Mac Low, M. M., & Langer, N. 1996, *Astronomy and Astrophysics*, 305, 229
- Gieren, W., Górski, M., Pietrzyński, G., et al. 2013, *Astrophysical Journal*, 773, 69
- Hodge, P. 2012, *Astrophysics and Space Science Library*, Vol. 379 (Berlin : Springer)
- Hubble, E., & Sandage, A. 1953, *The Astrophysical Journal*, 118, 353
- Hubble, E. P. 1926, *The Astrophysical Journal*, 63, 321
- Humphreys, R. M., & Davidson, K. 1994, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 106, 1025
- Humphreys, R. M., & Sandage, A. 1980, *Astrophysical Journal Supplement*, 44, 319
- Hung, C. S., Ou, P.-S., Chu, Y.-H., Gruendl, R. A., & Li, C.-J. 2021, *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 252, 21
- Kauffmann, G., Heckman, T. M., Tremonti, C., et al. 2003, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 346, 1055
- Kewley, L. J., Dopita, M. A., Sutherland, R. S., Heisler, C. A., & Trevena, J. 2001, 556, 121
- Kewley, L. J., Nicholls, D. C., & Sutherland, R. S. 2019, *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 57, 511
- Lamers, H. J. G. L. M., & Cassinelli, J. P. 1999, *Dust driven winds* (Cambridge University Press), 145
- Leitherer, C., Robert, C., & Drissen, L. 1992, *Astrophysical Journal*, 401, 596
- Lucy, L. B., & Solomon, P. M. 1970, *Astrophysical Journal*, 159, 879
- Maeder, A. 2009, *Physics, Formation and Evolution of Rotating Stars* (Springer Berlin Heidelberg)
- Maeder, A., & Conti, P. S. 1994, *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 32, 227
- Maeder, A., & Meynet, G. 1987, *Astronomy and Astrophysics*, 182, 243

- Marston, A. P. 1997, *Astrophysical Journal*, 475, 188
- Marston, A. P., Chu, Y. H., & García-Segura, G. 1994a, *Astrophysical Journal Supplement*, 93, 229
- Marston, A. P., Yocum, D. R., García-Segura, G., & Chu, Y. H. 1994b, *Astrophysical Journal Supplement*, 95, 151
- Martin, T., Drissen, L., & Joncas, G. 2015, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 495, *Astronomical Data Analysis Software and Systems XXIV (ADASS XXIV)*, ed. A. R. Taylor & E. Rosolowsky, 327
- Martin, T., Drissen, L., Prunet, S., & Rousseau-Nepton, L. 2021, *Monthly Notices of the RAS*, 505, 5514
- Martin, T. B., Drissen, L., & Melchior, A.-L. 2018, *Monthly Notices of the RAS*, 473, 4130
- Martin, T. B., Prunet, S., & Drissen, L. 2016, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 463, 4223
- Massey, P. 2003, *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 41, 15
- . 2013, *New Astronomy Reviews*, 57, 14
- Massey, P., & Grove, K. 1989, *Astrophysical Journal*, 344, 870
- Massey, P., Neugent, K. F., & Smart, B. M. 2016, *The Astronomical Journal*, 152, 62
- McConnachie, A. W. 2012, *The Astronomical Journal*, 144, 4
- McCray, R., & Weaver, R. 1975, *Astrophysical Journal*, 200
- Meynet, G., Georgy, C., Hirschi, R., et al. 2011, *Mémoires of the Société Royale des Sciences de Liège*, 80, 266
- Meynet, G., & Maeder, A. 2005, *A&A*, 429, 581
- Meynet, G., Chomienne, V., Ekström, S., et al. 2015, *Astronomy and Astrophysics*, 575, A60
- Moffat, A. F. J., & Robert, C. 1994, *Astrophysical Journal*, 421, 310
- Neugent, K. F., & Massey, P. 2011a, *The Astrophysical Journal*, 733, 123
- . 2011b, *The Astrophysical Journal*, 733, 123
- . 2014, *The Astrophysical Journal*, 789, 10
- Oey, M. S., & Massey, P. 1994, *Astrophys. J.*, 425, 635

- Offner, S. S. R., Clark, P. C., Hennebelle, P., et al. 2014, in *Protostars and Planets VI*, ed. H. Beuther, R. S. Klessen, C. P. Dullemond, & T. Henning, 53
- Owocki, S. P. 2004, *European Astronomical Society Publications Series*, 13, 163
- Pols, O. 2011, *Stellar Structure and Evolution* (Utrecht Astronomical Institute)
- Rosslowe, C. K., & Crowther, P. A. 2015, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 447, 2322
- Rousseau-Nepton, L., Martin, R., Robert, C., et al. 2019, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 489, 5530
- Salpeter, E. E. 1955, *Astrophysical Journal*, 121, 161
- Sedlmayr, E., & Dominik, C. 1995, , 73, 211
- Smith, L. F. 1968, *Monthly Notices of the RAS*, 138, 109
- Smith, L. F., Shara, M. M., & Moffat, A. F. J. 1996, *Monthly Notices of the RAS*, 281, 163
- Smith, N. 2014, *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 52, 487
- . 2017, *Philosophical Transactions of The Royal Society*, 375, doi :10.1098/rsta.2016.0268
- . 2019, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 489, 4378
- Sévigny, M., St-Louis, N., Drissen, L., & Martin, T. 2020, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 501, 5350
- van der Hucht, K. A. 2001, *New Astronomy Reviews*, 45, 135
- Vink, J. S. 2011, *Astrophysics and Space Science*, 336, 163
- Weaver, R., McCray, R., Castor, J., Shapiro, P., & Moore, R. 1977, *Astrophysical Journal*, 218, 377
- Williams, B. F., Durbin, M. J., Dalcanton, J. J., et al. 2021, *Astrophysical Journal Supplement*, 253, 53
- Woosley, S. E., Heger, A., & Weaver, T. A. 2002, *Reviews of Modern Physics*, 74, 1015
- Zinnecker, H., & Yorke, H. W. 2007, *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 45, 481