Chapitre 4

Nébuleuses et leurs étoiles dans le Grand Nuage de Magellan

Les étoiles sont belles, à cause d'une fleur que l'on ne voit pas... [...]
Si tu aimes une fleur qui se trouve dans une étoile, c'est doux, la nuit, de regarder le ciel. Toutes les étoiles sont fleuries. [...]
Regardez le ciel. Demandez-vous : le mouton oui ou non a-t-il mangé la fleur ? Et vous verrez comme tout change...

– *Le Petit Prince*, A. de Saint-Exupéry

– *Digging the Sky... and Unveiling Roses in the Southern Sky*

L'imagerie en bande étroite des nébuleuses en émission est un moyen fabuleux d'obtenir simultanément des informations sur leurs conditions physiques, leurs mécanismes d'émission, leur morphologie et la nature des sources excitatrices. De ce point de vue, les Nuages de Magellan et le GNM en paticulier, sont des terrains d'investigation fertiles. Tout d'abord, ce sont des galaxies qu'il est possible de considérer dans leur ensemble, des objets à part entière, contrairement à notre Galaxie dans laquelle nous sommes immergés. De plus, leur relative proximité permet de résoudre aussi bien la structure du milieu interstellaire que les étoiles individuelles et leur distance est connue avec une précision relative bien meilleure que celle de la plupart des complexes de formation d'étoiles dans notre propre Galaxie. Pour finir, la face du GNM se présente quasi perpendiculairement à notre direction d'observation, éliminant ainsi une grande partie des problèmes d'extinction en avant-plan et de confusion le long de la ligne de visée qui complique d'ordinaire considérablement l'étude des régions HII étendues dans notre Galaxie.

De plus, l'extinction interne et d'avant-plan est petite, typiquement $A_V < 0.5$ (Caplan & Deharveng 1986), si bien que le milieu interstellaire peut être observé dans toutes les longueurs d'ondes, y compris dans l'UV et le X. Investiguer les propriétés morphologiques et physiques des régions HII fournit des informations détaillées sur leur contenu en étoiles massives. Par ailleurs, le relevé infrarouge 2MASS permet une vue moins biaisée des populations stellaires massives avec deux avantages supplémentaires par rapport au domaine visible : accès aux étoiles absentes dans le visible car enfouies dans la poussière et photométrie non contaminée par les nébulosités brillantes caractéristiques des images prises dans le visible. Le but du présent travail est donc de relier des observations en bande étroite de régions HII prises dans le visible au catalogue infrarouge 2MASS afin d'obtenir une description détaillée du contenu stellaire de ces régions et de leur interaction avec le milieu interstellaire. Nous présentons ici les résultats préliminaires de cette étude. À terme, nous envisageons de contraindre l'histoire de formation et l'évolution dynamique de ces régions.

4.1 Étoiles massives et milieu interstellaire

Les étoiles massives (Maeder & Conti 1994 pour une revue) sont capables de modifier chimiquement et dynamiquement leur environnement, à savoir le milieu interstellaire (MIS), principalement constitué d'hydrogène. Les différentes phases du MIS sont tabulées dans Yorke (1986). L'interaction entre les étoiles massives et le MIS se manifeste sous la forme de nébuleuses gazeuses à émission. Ces nébuleuses sont ionisées sous le rayonnement des étoiles massives et quand les électrons sont recapturés par les ions, il y a émission de lumière. Les vents stellaires et les explosions de supernovae viennent s'ajouter aux radiations pour sculpter un MIS complexe. Ces nébuleuses sont donc liées à la formation et l'évolution des étoiles massives. En étudiant leur morphologie, généralement des bulles, et en mesurant leurs paramètres, il est alors possible de remonter à l'état évolutif des étoiles. Mais cette relation n'est pas univoque (McKee 1986). En retour, les inhomogénéités créées par l'énergie injectée par les étoiles dans le MIS vont altérer la manière dont l'énergie est injectée dans le MIS et donc la structure et l'évolution des nébuleuses. De manière générale, on trouvera de nombreuses informations sur la physique du MIS dans Dyson & Williams (1997) et sur l'astrophysique des nébuleuses gazeuses dans Osterbrock (1989).

4.1.1 Spectre de raies et spectre continu

Les nébuleuses gazeuses ont un spectre en raies d'émission. Leur spectre visible est riche en lignes d'émission, comme par exemple les raies de Balmer dans la mesure où l'hydrogène est leur constituant principal. Les lignes permises de l'hydrogène sont Hα dans le rouge, Hβ dans le bleu, Hγ dans le violet,... HeI est également présent, mais beaucoup plus faible, et HeII n'apparaît que dans les nébuleuses les plus ionisées. Le spectre est dominé par les raies interdites des éléments suivants : le doublet [NII] dans le rouge, le doublet [OIII] dans le vert, le doublet [OII] dans l'ultraviolet. Les premiers observateurs visuels étaient frappés par la couleur verte des nébuleuses, en raison de la forte émission des raies à ~ 5000 Å, dans le vert, inconnues sur Terre et alors affectées à un élément *ad hoc* encore inconnu, le *nebulium*. Bowen (1927, 1928) fut le premier à réaliser que ces raies pouvaient être dues au doublet de l'oxygène ionisé deux fois, particulièrement fortes dans des conditions de très faible densité, une caractéristique des nébuleuses. Le spectre de raies s'étend aussi dans l'infrarouge et l'ultraviolet. L'autre domaine majeur d'émission de ces nébuleuses est en radio : sous forme de continu (*bremsstrahlung* ou *free-free*) et de raies spectrales (transitions entre les niveaux d'énergie élevés de l'hydrogène et de l'hélium). Les nébuleuses ont un spectre continu faible. La composante atomique résulte principalement des transitions *free-bound*. Les poussières chauffées par la lumière des étoiles diffusée produisent une radiation infrarouge sous forme de continu d'origine thermale, dont le niveau varie en fonction de la quantité de poussière présente dans la nébuleuse.

4.1.2 Processus physiques

Les photons ultraviolets des étoiles transfèrent de l'énergie à la nébuleuse par photoionisation des éléments, dont l'hydrogène est le plus abondant. Les photons d'énergie plus élevée que le potentiel d'ionisation de H, c'est-à-dire 13.6 eV, sont absorbés dans le processus et l'excès d'énergie est transformé en énergie cinétique affectée à l'électron nouvellement libéré. Les collisons entre électrons mais aussi entre électrons et ions redistribuent l'énergie et permettent de maintenir une distribution maxwellienne des vitesses dont la température associée est typiquement comprise entre 5 000 et 20 000 K. Les électrons sont recapturés par les ions et le degré d'ionisation de la nébuleuse est fixé lorsque l'équilibre entre la photoionisation et les recombinaisons est atteint. Dans ce processus de recombinaison, les atomes peuvent être formés dans n'importe quel niveau d'excitation. Les atomes excités ainsi formés se désexcitent en cascadant vers les niveaux inférieurs, en émettant un photon à chaque transition. C'est l'origine par ex. des séries de Balmer et de Paschen de l'hydrogène. On peut noter que la durée de vie des atomes dans un état excité est très courte, quelques fractions de microsecondes. Ainsi, la probabilité de ioniser un atome d'hydrogène dans un état excité est complètement négligeable (utile pour le calcul du taux d'ionisation).

L'énergie totale émise dans la nébuleuse par les raies de l'hydrogène est plus faible que l'énergie émise par les raies des autres éléments. Ce résultat est surprenant dans la mesure où ces autres éléments sont bien moins abondants que l'hydrogène. La raison est à chercher dans le processus d'excitation de ces raies qui est extrêmement efficace. Dans le cas des raies interdites, la recombinaison joue un rôle complètement négligeable. Le mécanisme principal d'excitation est la collison, c'est-à-dire l'impact d'un électron avec un ion. Ces collisons entre les électrons et les ions excitent les niveaux d'énergie bas des ions. Les transitions vers le bas associées aux désexcitations de ces niveaux excités ont une probabilité très faible de se produire. La transition se produira uniquement si l'ion n'est pas perturbé par des collisons qui pourraient alors changer son état. Or, dans les nébuleuses gazeuses, on baigne dans un milieu de faible densité, le nombre d'électrons par cm^3 étant inférieur à 10^4, les désexcitations collisionnelles sont donc encore plus rares. Ainsi, pratiquement chaque excitation aboutit à l'émission d'un photon et la nébuleuse émet alors une raie interdite. Interdite car les conditions physiques nécessaires à son émission sont difficiles à reproduire dans les conditions terrestres de laboratoire.

L'excitation se fait aux dépends de l'énergie cinétique de l'électron, ce qui a pour conséquence de diminuer la température du gaz. Le refroidissement par les raies interdites est le principal mécanisme de refroidissement. Pour une grande variation de la température de l'étoile excitatrice, on observe seulement une faible variation de la température du gaz. Le taux de recombinaison varie de façon inversement proportionnelle à la température du gaz. Si la température de l'étoile augmente, la température du gaz augmente, le taux de recombinaison diminue ainsi que la densité d'hydrogène neutre et donc le taux de chauffage. De plus, si on augmente la température du gaz, le taux de refroidissement augmente. L'inverse se produit quand on diminue la température de l'étoile. Ansi, la température du gaz dans la nébuleuse est contrôlée par un effet thermostat, ce qui explique les faibles variations de températures observées dans les nébuleuses.

Plus la température de l'étoile est élevée, plus les photons ionisants ont une grande énergie et plus on atteint de hauts degrés d'ionisation ([NeIV], [FeVII]). Néanmoins, cela ne veut pas nécessairement dire que la température de la nébuleuse est élevée, car celle-ci est définie comme l'énergie cinétique des électrons libres. On peut la mesurer soit grâce à la largeur d'une raie d'émission, soit en utilisant les rapports d'intensité de raies interdites pour un même ion. Pour une même espèce, les ions ayant le plus fort degré d'ionisation se trouvent au plus près de l'étoile. On parle de stratification de l'ionisation. La section efficace d'ionisation décroît avec l'augmentation de l'énergie du photon incident.

Les zones de choc sont dominées par l'ionisation collisionnelle. L'ionisation sera donc directement fonction de la température. La présence d'ions ayant un fort degré d'ionisation sera donc la signature d'une zone très chaude.

4.1.3 Différents types de bulles

Les nébuleuses présentent très souvent des structures en forme de bulles. À l'intérieur de ce terme générique sont regroupées bien des types de bulles différentes les unes des autres aussi bien du point de vue de la morphologie, de la vitesse d'expansion que de l'ionisation. Toutes ces différences traduisent les origines diverses des bulles. Les nébuleuses gazeuses se séparent en effet en trois catégories : les nébuleuses diffuses ou régions HII, les nébuleuses planétaires (Acker et al. 1992) et les restes de supernova (RSNs). Les régions HII permettent de sonder l'évolution chimique et l'histoire de la formation d'étoiles des confins de notre Galaxie mais aussi des galaxies plus distantes. Les nébuleuses planétaires laissent entrevoir les restes des étoiles en train de mourir sous la forme de leur enveloppe externe. Régions HII et nébuleuses planétaires subissent des phénomènes physiques équivalents, même si l'origine de ces objets diffère grandement en termes de masse, d'âge et d'évolution. Quant aux RSNs, beaucoup plus rares et différents, ils permettent d'observer les matériaux brûlés au plus profond du cœur des étoiles massives, suite à leur explosion.

Nous nous concentrerons ici principalement sur les régions HII et les RSNs qui présentent une dichotomie dans l'origine de leur excitation :
- photoionisation pour les nébuleuses diffuses ;
- excitation collisionnelle associée avec les enveloppes de RSNs.

Régions HII

Les régions HII, ainsi appelées car elles sont composées principalement d'hydrogène ionisé, sont des régions fortement ionisées, des laboratoires astrophysiques particulièrement bien adaptés à l'étude des interactions entre des photons de haute énergie et un gaz de faible densité. La densité des régions HII, faible, est de l'ordre de 10 à 100 par cm^3 et pouvant atteindre 10^4 cm^{-3}. La masse typique des régions HII est de 10^2 à 10^4 $M_\odot$. Néanmoins, la limite inférieure de ces régions est fortement dépendante de la technique observationnelle utilisée. Leurs tailles sont variables, mais leur dimension linéaire est typiquement de quelques parsecs. Les régions HII sont du gaz interstellaire dans lequel on trouve une/des étoiles excitatrices de population I de type spectral O ou bien de type spectral B jeune. Bien souvent, on trouve plusieurs étoiles excitatrices dans ces régions, une étoile multiple ou bien même un amas d'étoiles dont les plus chaudes sont la principale source de rayonnement ionisant. La température effective de ces étoiles, très élevée, varie de 2 à 6x10^4 K. Elles émettent une fraction substantielle de leur radiation sous forme de photons à des énergies suffisamment élevées pour photoioniser les éléments tels que l'hydrogène et l'oxygène. L'énergie cinétique fournie aux électrons éjectés par la photoionisation est l'origine de la source de chaleur produite dans la nébuleuse. La température du gaz est assez élevée, 5x$10^3 - 10^4$ et varie peu à la fois à l'intérieur d'une même nébuleuse et d'une nébuleuse à l'autre. Cependant, dans de nombreuses nébuleuses, on peut observer des petites régions plus denses, des condensations neutres réparties au sein du gaz ionisé. De petites régions très denses formées de poussières et occultant la lumière sont appelées des globules. On observe des bords brillants à la limite entre la région HII et le globule, en raison du front d'ionisation qui s'enfonce dans le globule dense. On observe aussi des bords brillants, souvent sous forme d'arcs, des nœuds.

Restes de supernova

Lorsque le combustible interne d'une étoile s'épuise, les réactions nucléaires de fusion de l'hydrogène en hélium ne suffisent plus à maintenir l'équilibre vis-à-vis de la gravitation. Le noyau de l'étoile se contracte. Un nouvel équilibre est trouvé quand l'augmentation de la température permet la fusion progressive de noyaux plus lourds tels que l'hélium, le carbone, l'oxygène, le silicium et finalement le fer. Arrivée à ce stade, l'étoile se trouve dans un état critique, le fer étant le noyau le plus stable du point de vue des réactions nucléaires, ce qui signifie qu'on ne peut pas en extraire d'énergie. Le cœur de fer qui se forme au centre de l'étoile se contracte donc sans qu'aucune nouvelle création d'énergie ne vienne arrêter le processus. Lorsque le noyau de fer atteint une masse suffisante, la pression devient telle que les électrons fusionnent avec les protons pour former des neutrons. Cette neutronisation s'effectue en moins d'un dixième de seconde, entraînant la création brutale d'un vide vers lequel se précipitent les couches de matière les plus proches du noyau. L'énergie gravitationnelle libérée lors de l'effondrement alimente l'onde de choc qui traverse la matière et qui, finalement, produit l'éjection des couches supérieures de l'étoile, qui prend à ce stade le nom de supernova (SN). Seul subsiste le cœur de matière neutronique, appelé étoile à neutrons. L'explosion de la SN ionise le milieu environnant pour former une nébuleuse.

La nébuleuse la plus connue est très certainement celle du Crabe, M1, issue des restes de la SN Galactique mentionnée par les astronomes chinois le 4 juillet 1054. Située dans la constellation du Taureau, elle fut aussi remarquée par les indiens Anasazi d'Amérique, comme en témoignent les découvertes de Chaco Canyon, Nouveau Mexique, EU. M1 fut visible pendant 23 jours avec une magnitude -6, presque aussi brillante que la Pleine Lune. Les Chinois la baptisèrent l'étoile invitée. L'explosion issue de M1 fut équivalente à la puissance de 400 milliards de Soleil. Aujourd'hui, sa magnitude est de 8.4 et celle du pulsar central est de 15.9. C'est l'une des rares SNe historiquement observées dans la Voie Lactée. Dans la nébuleuse du Crabe, le rayonnement synchrotron est très certainement la source des photons qui ionisent la nébuleuse. Néanmoins, dans les autres RSNs, on n'observe pas de source de photoionisation. L'énergie est fournie par la conversion de l'énergie cinétique de mouvement en chaleur. Les filaments qui se déplacent à grande vitesse percutent le gaz interstellaire environnant et l'énergie libérée par le choc fournit l'énergie d'ionisation nécessaire à l'illumination de la nébuleuse. Les RSNs sont donc des objets principalement marqués par l'ionisation collisionnelle.

La signature typique d'un RSN se manifeste par trois phénomènes :
- une forte émission X ;
- un spectre en émission radio non thermale ;
- un rapport [SII] / [Hα] renforcé.

La présence de gaz choqué à grande vitesse est aussi caractéristique. Ces phénomènes résultent de l'interaction entre le choc à grande vitesse lié à l'explosion de la SN et le MIS ambiant froid et dense. Si l'explosion se déroule dans un milieu chaud et ténu comme à l'intérieur d'une superbulle, la signature classique peut ne pas être observable. Malheureusement, c'est le cas de pratiquement toutes les SNs dont les progéniteurs sont des étoiles massives (Chu & Kennicutt 1988). Elles ne seront reconnues comme telles que si elles se situent près du bord dense de la superbulle, créant ainsi un excès d'émission X (Chu & McLow 1990). Ainsi, le cas classique du RSN isolé n'est pas représentatif de l'ensemble de la population de RSNs. D'un point de vue morphologique, les RSNs ont une structure spatiale filamentaire.

4.1.4 Dynamique des bulles

De nombreuses régions HII ont des distributions de vitesses internes complexes dont les effets sur leurs structures sont indéniables. Les nébuleuses ionisées ne sont donc manifestement pas en équilibre statique (Yorke 1986 pour une revue). D'une part la densité entre la nébuleuse et le gaz neutre est différente. D'autre part, l'action d'une étoile massive sur le MIS dans son voisinage a pour conséquence d'augmenter sa température d'un facteur 100 (Spitzer & Savedoff 1950). Le processus d'ionisation lui-même augmente le nombre de particules dans le gaz et donc la pression, d'un facteur deux. Ainsi, la pression dans le gaz ionisé chaud est environ 200 fois plus importante que dans le gaz neutre plus froid alentours. Or, le gaz ionisé ne peut pas rester confiné et va donc s'étendre dans le gaz neutre, diminuant ainsi la densité de la nébuleuse et augmentant le volume ionisé jusqu'à ce que la pression entre les deux gaz atteigne un équilibre. Les régions HII ne sont donc pas statiques, elles sont en expansion. Divers modèles hydrodynamiques ont été construits pour expliquer l'évolution dynamique de ces bulles dans un milieu de densité constante ou bien présentant un gradient de densité (Franco et al. 1990). Le bord externe de ces régions est entouré de fronts d'ionisation qui se répandent dans le gaz neutre. La frontière gaz ionisé-gaz neutre est très nette et bien définie et le front d'ionisation généré par le déplacement de la zone frontière a donc une épaisseur bien plus petite que la dimension typique de la région ionisée. Le degré de ionisation et le flux de photons décroît nettement sur une distance de quelques fois le libre parcours moyen d'un photon dans le gaz neutre. On observe des températures élevées sur le bord avant du front d'ionisation et on observe des raies [OII] et [NII] beaucoup plus fortes.

La théorie classique (Strömgren 1939) considère une région HII comme un volume de gaz photoionisé en expansion, dans une symétrie sphérique. Cette bulle se forme sous l'action du choc induit par la pression de radiation de l'étoile centrale. Le choc comprime le milieu et se propage dans le MIS. La taille des régions ionisées est définie par le rayon de Strömgren, typiquement 1 pc, et la sphère de gaz ionisé porte le nom de sphère de Strömgren. Une structure aussi simple ne peut être qu'une lointaine approximation de la réalité. C'est pour combler les désaccords entre cette théorie et les observations (Meaburn 1971) que le modèle Champagne (Tenorio-Tagle 1979) a été introduit. Ce modèle considère l'étoile ionisante à l'intérieur et près du bord d'un nuage dense moléculaire. Après une phase d'expansion, le front d'ionisation de sa sphère de Strömgren va donc rencontrer une discontinuité à la frontière du nuage dense, un choc se produit, le gaz ionisé et chauffé s'échappe et on observe des vitesses élevées. Le modèle Champagne produit des régions HII étendues beaucoup plus rapidement et implique un âge plus jeune pour les nébuleuses.

Il est maintenant reconnu qu'il existe deux autres processus qui mettent en mouvement le gaz sous l'action des étoiles massives et qui font appel à la physique des ondes de choc : leur perte de masse continue à grande vitesse (100 à 3 000 $km.s^{-1}$) sous la forme de ce qu'on appelle les vents stellaires (Castor et al. 1975, Weaver et al. 1977) et les explosions violentes de SNe.

Bien que l'énergie fournie par les étoiles massives se fasse principalement sous la forme du rayonnement ultraviolet ionisant, l'énergie mécanique fournie par leurs vents stellaires s'avère plus efficacement transmise au MIS. Ainsi, ces deux sources d'énergie sont d'importance comparable. Comerón (1997) a réalisé des simulations de l'évolution dynamique de région HII en prenant en compte à la fois la photoionisation et les vents stellaires. La différence principale de ce modèle avec le modèle Champagne se situe du point de vue cinématique, une fois que la bulle explose de son nuage moléculaire. Le volume des régions HII est plus grand, plus proche des tailles des régions HII observées.

Lors de l'explosion d'une SN, ses éjectats atteignent des vitesses de plusieurs milliers de kilomètres par seconde, ce qui donne lieu à une onde de choc hydromagnétique qui balaye le MIS. Quand on fait un bilan de l'énergie fournie au MIS sous l'action d'une part des vents stellaires et d'autre part des explosions de SNe, ces dernières dominent.

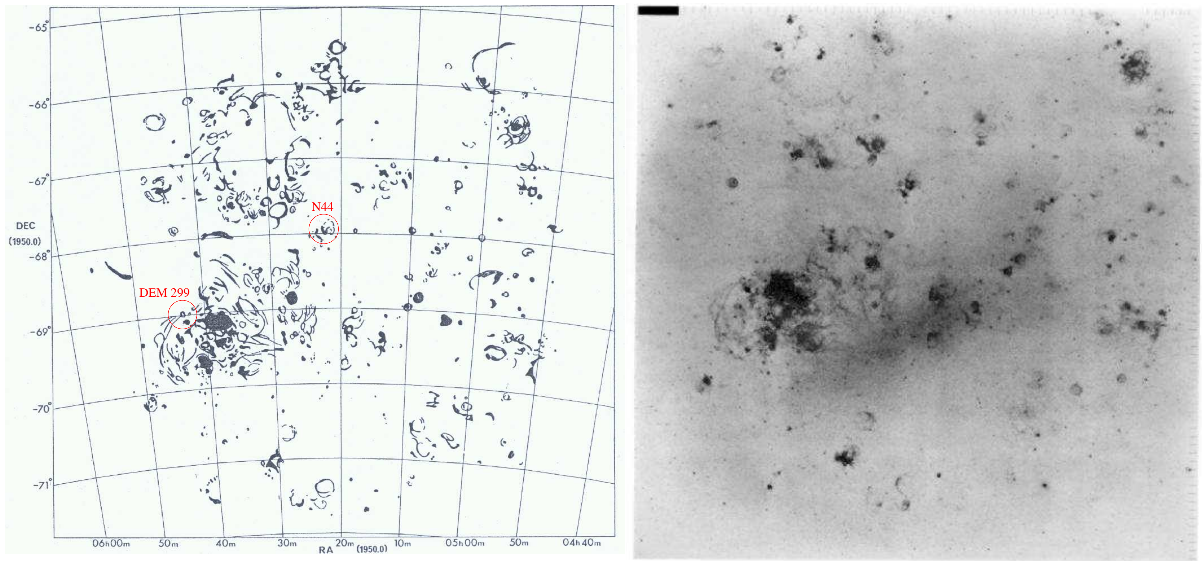


FIGURE 4.1 : *A gauche, carte des nébulosités présentes dans le GNM, obtenue à partir de la plaque photographique à droite (pose de 5 heures en Hα+[NII], DEM 1976). Les deux régions LHA 120-N 44 et DEM L 299 que nous nous proposons d'étudier sont encerclées.*

L'énergie qui se dépose dans le MIS par l'intermédiaire des vents stellaires est de 10^{30} à 10^{47} erg.s^{-1}, soit 10^{50} erg sur la durée de vie de l'étoile, à comparer à 10^{51} erg pour les SNs. Les zones choquées présentent un domaine de température plus grand que pour les régions HII et peuvent donc émettre des raies dont le potentiel d'ionisation est plus élevé : HeII, [NV].

L'évolution à long terme et à grande échelle d'une superbulle doit obligatoirement tenir compte de la densité du gaz interstellaire qui n'est pas uniforme. Elle décroît lorsqu'on s'éloigne du plan galactique. La distribution du gaz est stratifiée. Dans une galaxie spirale, la hauteur d'échelle est de 100 pc, nettement moins que le rayon de la bulle après quelques 10^{7} années. La bulle se distord et s'étend perpendiculairement au plan de la galaxie, de façon plus rapide, jusqu'à finalement exploser en laissant se répandre le gaz qu'elle contenait au-dessus de la galaxie, produisant ainsi un halo chaud (Wang & Helfand 1991a).

4.2 Relevés et nomenclature

Les nébuleuses ionisées des Nuages de Magellan ont été observées et cataloguées d'une part par l'astronome et spationaute Henize (1956) à partir de photographies en Hα et d'autre part par Davies, Elliott & Meaburn (1976) (DEM) à partir d'observations en Hα+[NII]. Le catalogue de Henize contient 415 nébuleuses en émission pour le GNM à l'intérieur desquelles sont observés de nombreux nœuds. Chaque nébuleuse est affectée d'une lettre, N, pour nébuleuse, suivie d'un numéro. La nomenclature complète

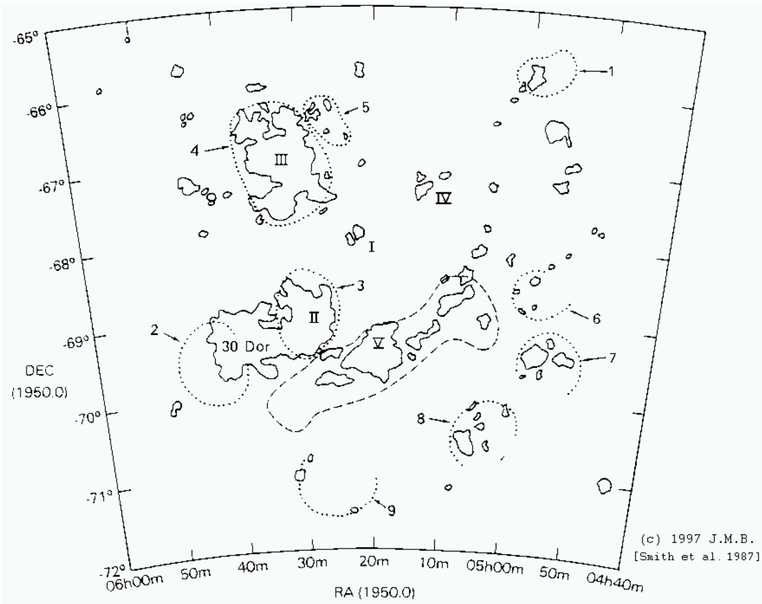


FIGURE 4.2 : *Topographie du GNM. Figure issue de Smith et al. (1987). Les constellations de Shapley sont en chiffres romains et les superbulles de Meaburn (1980) en chiffres arabes.*

est LHA 120-N. Afin d'indiquer la corrélation spatiale entre plusieurs nœuds à l'intérieur d'une même nébulosité, chaque nœud porte le même numéro que la nébulosité dans laquelle il se trouve, suivi d'une lettre de l'alphabet d'autant plus élevée que le nœud est brillant. DEM (1976) ont répertorié 329 nébulosités individuelles pour le GNM (par ex. DEM L 166). Si une nébuleuse présente plusieurs composantes, chacune d'elles est identifiée par un nombre suivi d'une lettre (par ex. DEM L 166a et DEM L 166b composent DEM L 166). Le catalogue de DEM (1976) a l'avantage de contenir les identifications avec les objets présents dans Henize (1956). Sur la Fig. 4.1, nous avons reproduit la carte des nébulosités de DEM (1976) pour le GNM. Les cercles labellés N 44 et DEM 299 correspondent aux deux régions ionisées que nous avons observées avec l'imageur grand champ WFI installé sur le télescope MPG/ESO de 2.2 m, La Silla, Chili.

Les images prises par DEM (1956) ont permis à Goudis & Meaburn (1978) de mettre en évidence des structures de coquilles/d'anneaux géants dans le GNM qui se répartissent en deux groupes suivant leur taille : les bulles, au nombre de 53, typiquement de l'ordre de 20-260 pc et les superbulles de l'ordre du kiloparsec et au nombre de 4. Par la suite, Meaburn (1980) ont trouvé 32 nouvelles bulles et 5 nouvelles superbulles, portant ainsi à 85 le nombre de bulles répertoriées et à 9 le nombre de superbulles. La Fig. 2 de Meaburn (1980) fonde la reconnaissance de ces superbulles qui se nomment LMC-SGS 1-9. Les superbulles rivalisent en taille avec les structures spirales des galaxies. Leur mécanisme de création doit être beaucoup plus gigantesque (Tenorio-Tagle & Bodenheimer 1988) que l'hypothèse d'une simple association stellaire centrale fournissant de l'énergie sous les effets combinés de la pression de radiation, des vents stellaires et des explosions de SNe.

Les associations stellaires du GNM, qui sont à l'origine des nébuleuses ionisées, font partie de ses caractéristiques les plus remarquables. Le concept d'association stellaire a été introduit pour la première fois en 1947 par Ambartsumian. McKibben Nail & Sha-

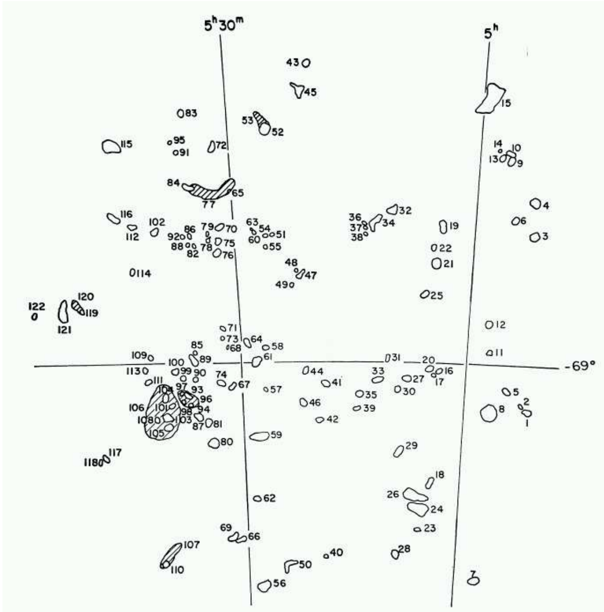


FIGURE 4.3 : *Associations stellaires dans le GNM d'après LH (1970).*

pley (1953) ont tracé les zones d'étoiles brillantes, appelées constellations de Shapley. La constellation de Shapley la plus connue est la III, englobée dans la superbulle LMC-SGS 4 et associée au Quadrant, Sextant et troisième arc (Fig. 1 de Olsen et al. 1997 et Fig. 6 de Braun et al. 2000). Martin et al. (1976) ont également défini de telles superassociations. Avec l'augmentation du nombre de télescopes dans l'hémisphère sud et le nombre croissant d'études sur les Nuages de Magellan (Wooley 1960 ; Hodge 1961 ; Bok 1964 ; Walker & Morris 1968), Lucke & Hodge (1970) (LH) éprouvèrent le besoin de cataloguer, c'est-à-dire de répertorier ces associations stellaires du GNM et d'uniformiser leur classification (Fig. 4.3). Depuis, diverses définitions et classifications existent relativement à ce concept d'associations stellaires. On trouve les termes d'aggrégats, de complexes, de supercomplexes, de superassociations. Pour plus de détails, on se reportera à Kontizas et al. (1996).

Les constellations de Shapley et les superbulles de Meaburn (1980) sont superposées sur la Fig. 4.2.

4.3 Observations

4.3.1 Acquisition et traitement des données

Pendant la période d'observation 68 de l'ESO, nous avons obtenu deux nuits d'observations les 6 et 7 décembre 2001 pour une étude pilote sur deux régions ionisées du GNM, à savoir LHA 120-N 44 et DEM L 299, dans le cadre du programme 68.C-0019(A). L'instrument utilisé a été le *Wide Field Imager* ou WFI sur le télescope MPG/ESO de 2.2 m

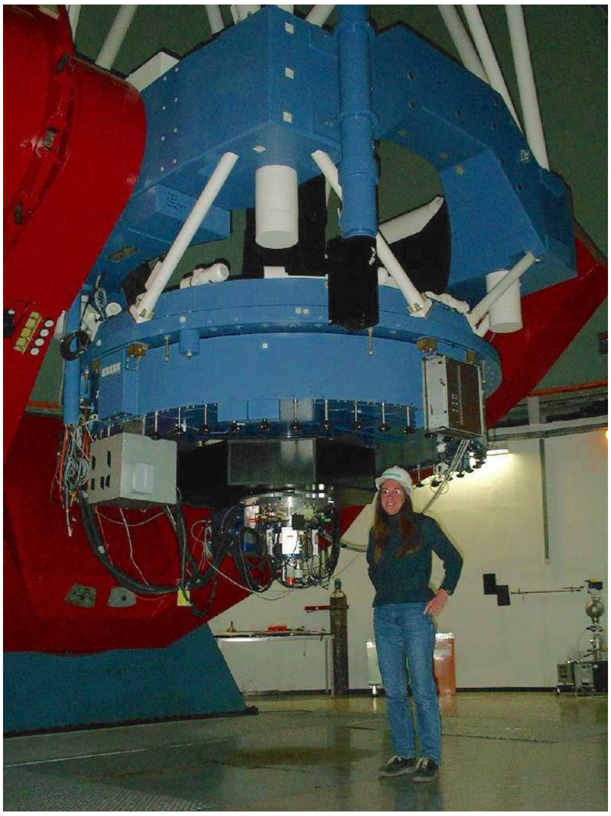


FIGURE 4.4 : *WFI, au foyer Cassegrain du télescope MPG/ESO de 2.2 m, La Silla. Pour plus de détails sur les caractéristiques du WFI, voir* http://www.ls.eso.org/lasilla/sciops/wfi/

(Fig. 4.4) à l'Observatoire de La Silla, Chili. Le télescope de 2.2 m[1], situé à 2 235 m d'altitude, est en opération depuis début 1984. L'imageur grand champ dispose d'un champ de $34' \times 33'$, particulièrement bien adapté à la taille de nos objets. La résolution est de $0.238''$ par pixel. Le grand nombre de filtres proposés pour cet instrument, jusqu'à 50 en simultané, a aussi été un élément de choix déterminant. Au total, pour chacun des champs, cinq filtres différents ont été utilisés pour l'imagerie, soigneusement sélectionnés pour favoriser l'analyse des conditions d'excitation et les mécanismes d'ionisation du gaz interstellaire. Hunter (1994), Skelton et al. (1999), Garnett et al. (2000), Oey et al. (2000) et Oey & Shields (2000) sont de récents exemples de diagnostics des raies d'émission nébuleuses appliqués à l'étude des populations massives dans les régions de formation d'étoiles du GNM. Les filtres que nous avons choisis se divisent en trois catégories :

- Filtres à bande étroite : SIIr/8 qui contient [SII] (6731 Å), OIII/8 qui contient [OIII] (5007 Å) et Hα/7 qui contient à la fois Hα (6588.27 Å) et les raies [NII] (6548 Å et 6583 Å) ;
- Filtre à bande moyenne : 485/31 qui contient Hβ (4863 Å) et les raies [OIII] (4959 Å et 5007 Å) ;
- Filtre à bande large : U/38 qui contient le doublet [OII] (3726 Å et 3729 Å).

[1] http://www.ls.eso.org/lasilla/sciops/2p2/E2p2M/

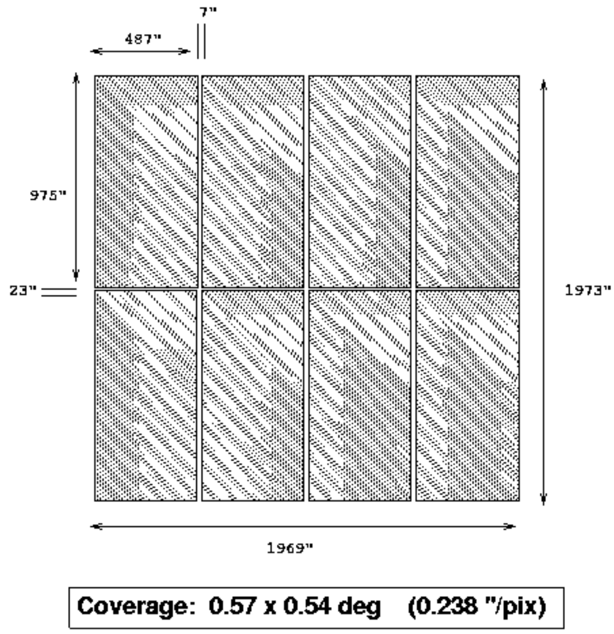


FIGURE 4.5 : *Interstices entre les huit CCDs du WFI.*

Le filtre U est le seul disponible sur le WFI qui contienne l'important doublet [OII]. Malgré sa large couverture spectrale, presque 400 Å, aucune autre raie nébulaire importante n'est attendue dans cet intervalle de longueur d'onde.

Le WFI se compose d'une mosaïque de 4x2 CCDs de 2k x 4k, avec de fins interstices entre chaque détecteur, de telle sorte (Fig. 4.5) que le facteur de remplissage est de 95.9%. Afin de couvrir les espaces inter CCDs, d'enlever les rayons cosmiques et de s'affranchir des défauts de CCDS, nous avons réalisé, par champ et par filtre, quatre poses de 20 minutes, à des positions légèrement décalées sur le ciel. À l'aide d'une étoile de référence présente dans les quatre champs, il sera ensuite possible de ramener les quatre images dans le même référentiel et de les combiner. Trois *skyflats* par filtre ont été réalisés afin de trouver les variations à grande échelle des CCDs. Un masque additif est créé à partir des pixels trops faibles et trop brillants du *master biais* et des *flatfields*. Le résultat d'une pose de 20 minutes fournit une image brute composée de huit sous fichiers qui doivent être combinés en un fichier fits unique, en tenant compte des décalages relatifs entre les huit CCDs de la mosaïque. On réalise alors les opérations suivantes sur l'image brute unique :

$$\frac{\text{image brute} - \text{biais}}{\text{flatfield}} + \text{masque}$$

Les *flatfields* sont eux-mêmes débiaisés et masqués. Vient ensuite la combinaison des quatre poses obtenues pour un champ et un filtre, à l'aide d'une étoile de référence adéquate reconnaissable sur chacune des quatre observations.

mot-clef	valeur N44/DEM299	mot-clef	valeur N44/DEM299
RA	+05 :22 :20.5 / +05 :42 :53.6	CRVAL1	+80.585691 / +85.723583°
DEC	-67 :58 :15.6 / -68 :56 :44.8	CRVAL2	-67.97102 / -68.94578°
CRTYPE1	RA—TAN	CD1_1	-6.6111 x 10^{-5} °/pix
CRTYPE2	DEC–TAN	CD2_2	+6.6111 x 10^{-5} °/pix
NAXIS1	8568	CD1_2	0
NAXIS2	8256	CD2_1	0
CRPIX1	4284	EPOCH	2000
CRPIX2	4128		

TABLEAU 4.1 : *Valeur approximative des mots-clefs astrométriques dans l'en-tête des fichiers fits pour les images centrées sur LHA 120-N 44 et DEM L 299.*

4.3.2 Astrométrie

Nous avons réalisé l'astrométrie des images WFI en quatre étapes :

- Affectation d'une valeur approximative aux mots-clefs astrométriques dans l'en-tête du fichier fits (Tab. 4.1) pour avoir une idée de départ de la position des objets sur le ciel. Il est raisonnable, bien qu'imprécis, de supposer que la direction de pointage du télescope, donnée par les mots-clefs RA et DEC, est au centre de l'image, dont les coordonnées valent NAXIS1/2 et NAXIS2/2. On a donc directement la valeur des mots-clefs CRPIX1 et CRPIX2 qui représentent les coordonnées pixels du point auquel se réfèrent la projection et la rotation. De même, on obtient les valeurs de CRVAL1 et CRVAL2 relatives aux coordonnées du centre, l'ascension droite et la déclinaison exprimées en degrés décimaux. Dans la mesure où une image CCD peut être approximée par une projection plan-tangente, on aura CTYPE1='RA—TAN' et CTYPE2='DEC–TAN'. La matrice de rotation du WFI, indiquant à la fois la nature de la rotation et de l'échelle, est déduite à partir de l'échelle de plaque en degrés par pixel (0.238″/pix = 6.611 x 10^{-5} °/pix).
- Extraction des sources ponctuelles de l'image WFI à l'aide du logiciel SExtractor (Bertin & Arnouts 1996). Les 300 plus brillantes sont gardées.
- Sélection de sources ponctuelles dans un catalogue de référence (USNO) pour le champ couvert par l'image WFI. On effectue une coupure en magnitude (7-13.9 mag) sur les étoiles USNO pour être capable de reconnaître "à l'œil" le décalage en position systématique entre les sources SExtractées et les étoiles USNO sélectionnées.
- Utilisation du programme `imwcs` tiré du *package* WCSTools[2] (Mink 1997) disponible en ligne. Cet utilitaire permet de fixer le WCS (*World Coordinate System*) d'une image fits en reliant les pixels de l'image aux coordonnées célestes. Il réalise ici l'identification croisée entre les sources SExtractées et les sources USNO sélectionnées et la calibration astrométrique absolue de l'image WFI, y compris la matrice de rotation.

[2] http://tdc-www.harvard.edu/software/wcstools/

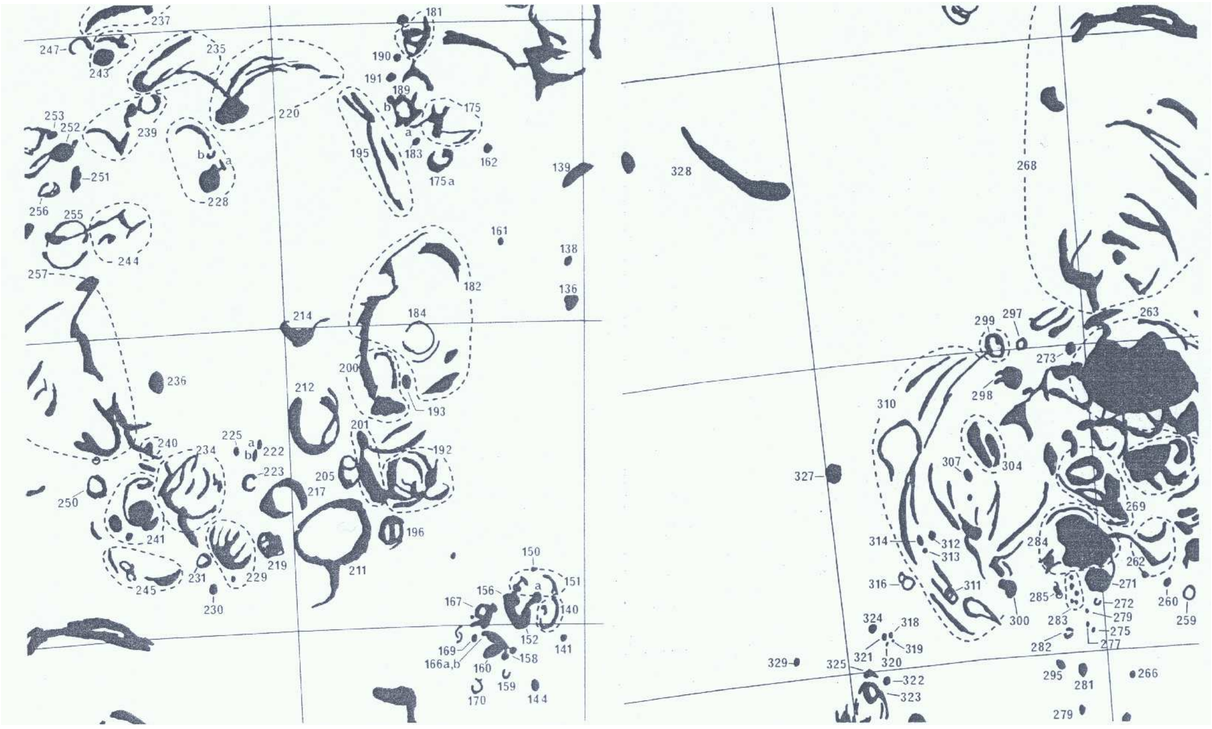


FIGURE 4.6 : *Zooms dans la carte des nébulosités du GNM établie par DEM (1976) pour les régions LHA 120-N 44 (∼ DEM L 140-DEM L 170) sur la figure de gauche et DEM L 299 (LHA 120-N 165) sur la figure de droite*.

4.4 Analyse des images

Afin de faciliter la discussion et la référence aux différents objets qui composent les nébuleuses LHA 120-N 44 et DEM L 299, nous avons reproduit sur la Fig 4.6 des zooms dans la carte des nébulosités du GNM de DEM (1976). Pour LHA 120-N 44, qui a été beaucoup plus étudiée que DEM L 299, nous avons reporté sur l'image que nous avons obtenue en Hα les divers labels en vigueur (Fig. 4.7). Dans les paragraphes suivants nous nous attacherons à décrire la morphologie et les caractéristiques remarquables de la région LHA 120-N 44 puis de la région DEM L 299. Ensuite nous ferons l'analyse des populations stellaires qui les composent à l'aide des magnitudes infrarouges 2MASS. Pour finir, nous mettrons en valeur la recherche de RSNs dans ces régions.

4.4.1 LHA 120-N 44

La combinaison des images WFI multi-bandes de LHA 120-N 44, Annexe C Fig. 6, révèle une multitude de structures : des nœuds brillants, des régions compactes HII, des filaments, des bulles de toutes tailles, de grands arcs filamentaires et des associations OB. Ces structures sont identifiées LHA 120-N 44A-D par Henize (1956) et DEM L 140-170 par DEM. LHA 120-N 44 est l'un des plus grands complexes de régions HII du GNM et le plus brillant. Au centre de LHA 120-N 44 on trouve une superbulle de 44×67 pc et plusieurs régions HII compactes sur le pourtour de cette superbulle. LHA 120-N 44 correspond à la constellation de Shapley I. La bulle centrale de LHA 120-N 44 correspond à DEM L 152 et à la bulle 1 de Meaburn & Laspias (1991). Au sud, on trouve des régions compactes HII entourant LH 49. Une large bulle faible à l'ouest, la bulle 2 de Meaburn & Laspias (1991), de diamètre 60 pc, un reste de SN, suggéré par l'émission X diffuse. Sur le bord nord-est de la bulle centrale, on trouve une brillante région compacte HII autour de LH48. LHA 120-N 44 contient 3 associations OB : LH 47 au centre de la bulle principale et qui contient une quarantaine d'étoiles bleues, LH 48 dans la région HII compacte LHA 120-N 44I et LH 49 partiellement enfouie dans la région HII LHA 120-N 44D.

Nazé et al. (2002) ont étudié les propriétés physiques et dynamiques de trois petits systèmes simples (LHA 120-N 44F, LHA 120-N 44J, LHA 120-N 44M), des régions compactes à l'intérieur desquelles on ne trouve qu'une seule étoile ionisante, de type O. Le contenu stellaire de DEM L 152 a été étudié par Bok (1964) et Oey & Massey (1995). Ces derniers concluent que les populations stellaires à l'intérieur de DEM L 152 sont généralement plus vieilles ($\sim$ 10 millions d'années) que les populations d'âge intermédiaire (moins de 5 millions d'années) situées à l'extérieur immédiat de la bulle, suggérant ainsi une formation séquentielle. Ils ont aussi effectué une comparaison entre les vitesses d'expansion observées de la bulle et la quantité d'énergie attendue et générée par les vents stellaires des étoiles et les explosions de SNs. Le modèle d'évolution de la bulle surestime le diamètre de la bulle. Une partie de la différence observée dans le diamètre de la bulle pourrait être due à une éruption donnant naissance à la barre sud (Magnier et al. 1996) induisant une perte d'énergie et de pression significative. La présence de filaments et de gaz à haute vitesse viennent corroborer cette hypothèse. Des observations X avec ROSAT et ASCA indiquent une température plus faible dans la barre sud que dans la bulle principale, résultant de l'expansion adiabatique du gaz s'échappant de la bulle vers une zone de plus faible pression. Une autre explication, suggérée par Kim et al. (1998), indique que l'âge dynamique apparent de la bulle DEM L 152 (moins d'un million d'années) est plus court que l'âge de l'association LH 47. Ainsi, l'association OB aurait pu se former dans un nuage moléculaire et la bulle actuelle ne se former qu'une fois l'association ayant brisé le nuage moléculaire.

L'absence d'émission radio non thermale dans Elliott et al. (1978) suggère que les explosions de SN n'ont pas joué un rôle dans la formation de LHA 120-N 44. Néanmoins, la détection d'un rayonnement X diffus (Chu & MacLow 1990, Wang & Helfand 1991b) laisse penser que des fronts de chocs en provenance de SNs décentrées et percutant les parois des bulles pourraient en être l'origine. Un nouveau RSN a été détecté par Chu et al. (1993), Magnier et al. (1996) et confirmé par Dickel & Milne (1998) grâce à des observations radio, à quelques minutes d'arc au nord-est de la bulle 1 de Meaburn & Laspias (1991), grâce à une émission X diffuse importante. Ce RSN correspond à la bulle 3 de 30 pc. Cette bulle ne contient pas d'association OB en son centre et présente une morphologie filamentaire en Hα. Notre analyse préliminaire des rapports de raies [SII]/Hα met en évidence, Fig. 4.8, le RSN associé à la bulle 3 de LHA 120-N 44 et détecté par Chu et al. (1993). Le choc dû à l'explosion d'une SN compresse et chauffe le milieu ambiant. On observe des températures tellement élevées que certaines raies d'émission comme [SII] sont beaucoup plus fortes que dans les nébuleuses diffuses. Ainsi, le rapport [SII]/Hα est un traceur des chocs, puisque [SII] est produit par collision, alors que Hα est moins

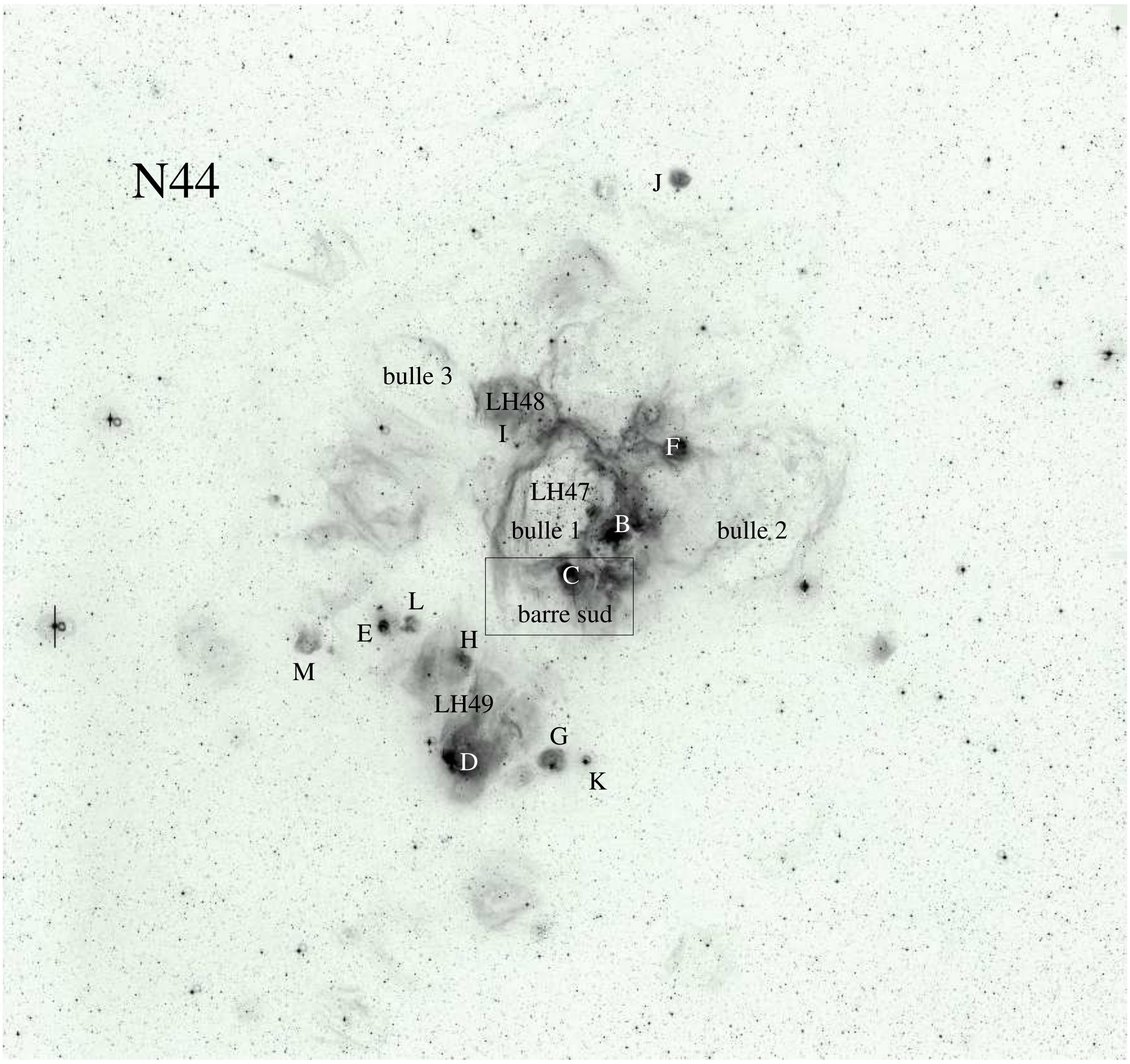


FIGURE 4.7 : *Image WFI de LHA 120-N 44, en Hα. Sont indiquées les nébulosités définies par Henize (1956) et les associations OB cataloguées par Lucke & Hodge (1970). Nous y avons rajouté les 3 bulles principales nommées dans la littérature et la barre sud de Magnier et al. (1996). Sur cette image, le Nord est en haut et l'Est à gauche.*

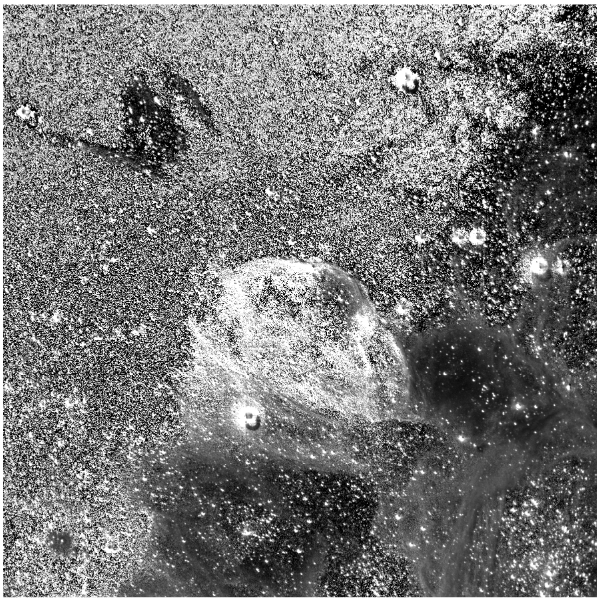


FIGURE 4.8 : *Reste de supernova associé à la bulle 3 dans la nébuleuse LHA 120-N 44 et située au nord-est de LH 48. L'image est un rapport de raies [SII]/*Hα*. Les régions blanches indiquent une valeur élevée de ce rapport.*

sensible de ce point de vue. Les zones blanches sur la Fig. 4.8 indiquent une valeur élevée de ce rapport, la signature typique des RSNs, et mettent en valeur la structure filamentaire de la bulle. Le contraste entre les zones blanches ionisées par les chocs et le reste de la nébuleuse dominé par l'émission Hα est particulièrement bien marqué. Les petits cercles blancs qui apparaissent à plusieurs endroits sont liés aux étoiles brillantes.

LHA 120-N 44C fait partie des six régions HII du Groupe Local possédant des photons d'énergie supérieure à 54 eV, le potentiel d'ionisation de HeII. Cette émission est typique des nébuleuses planétaires. Or LHA 120-N 44C est beaucoup plus grande et lumineuse qu'une nébuleuse planétaire. L'origine de cette haute source d'ionisation est incertaine. Diverses hypothèses ont été soulevées (Garnett et al. 1991, 2000). Stasińska et al. (1986) ont identifié dans LHA 120-N 44C une étoile de type spectral O, très chaude, avec une température évaluée à 70 000 K. Pakull & Motch (1989) et Garnett (2000) ont montré que cette étoile est respectivement de type spectral O4-06 et $\sim$ O7 III-V, et que ce n'est pas une supergéante, éliminant cette source comme possible origine de l'émission HeII. Pakull & Motch (1989) ont avancé l'hypothèse d'une nébuleuse fossile autrefois ionisée par une source binaire X qui se serait éteinte dans un passé récent, entre 1970 et 1978. Néanmoins, la présence d'émission [NeIV] est troublante, si l'on fait l'hypothèse que la source ionisante est éteinte. Les enjeux sur cette source ionisante mal comprise sont nombreux à l'échelle des galaxies lointaines *starburst* car si de telles sources sont relativement fréquentes, elles pourraient modifier significativement l'apparence de ces galaxies et l'interprétation spectrale que l'on s'en fait. Afin d'étudier la mystérieuse origine de la nébuleuse LHA 120-N 44C, nous avons réalisé une carte de température pour le sud du complexe LHA 120-N 44 (Fig. 4.9). LHA 120-N 44C apparaît comme la zone la plus chaude, en blanc. Sur cette carte de température, on distingue aussi très clairement la stratifica-

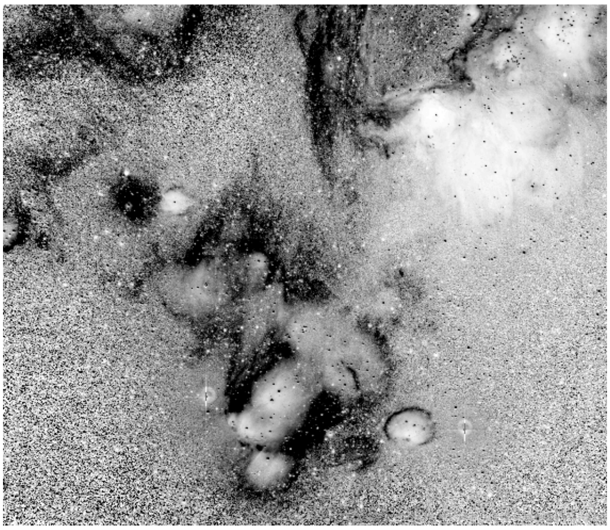


FIGURE 4.9 : *Au sud du complexe LHA 120-N 44, LH 49/LHA 120-N 44D et LHA 120-N 44C. Rapport de raies [OIII]/[OII], équivalant à une carte de température de la région. Le blanc correspond à une température élevée.*

tion de l'ionisation de la nébuleuse, en particulier pour la petite nébuleuse en bas à droite de l'image, LHA 120-N 44G. Son cœur chaud apparaît avec une forte émission [OIII], en blanc, et est entouré d'une coquille sombre, où seule l'émission [OII] est produite.

4.4.2 DEM L 299

La combinaison des images WFI multi-bandes de DEM L 299, Annexe C Fig. 7, dévoile un impressionnant complexe de filaments. Comparé à LHA 120-N 44, DEM L 299 est un objet beaucoup plus petit et plus simple. Sa taille est de $270'' \times 295''$. DEM L 299, qui correspond à LHA 120-N 165, est une structure en double anneau. Dans son voisinage immédiat, on trouve une condensation brillante, DEM L 298, à l'est de 30 Dor. DEM L 299 est situé au sommet nord de la superbulle LMC-SGS 2, la plus grande du GNM avec une taille de 700×350 pc. Seules des photographies du GNM dans son ensemble prises par Lasker (1979) en [OIII] et [SII] sont disponibles pour cet objet. L'imagerie de DEM L 299 est donc particulièrement motivée pour comprendre les conditions des nébuleuses à proximité d'un des sites majeurs de formation stellaire dans le GNM.

DEM L 299 est répertorié comme un candidat RSN probable par Lasker (1979). Chu & Kennicutt (1988) et Chu (1997) classifient DEM L 299 dans la liste des RSNs proches d'associations OB. Sur la Fig. 4.10 apparaît un mélange de zones choquées et ionisées dans le voisinage immédiat de DEM L 299. Jusqu'à maintenant, DEM L 299 n'a pas été étudiée individuellement. L'apparente régularité de sa morphologie et ses mouvements détectés dans le visible sont une opportunité pour évaluer la quantité d'énergie fournie par l'explosion d'une SN au MIS dans les environs de 30 Dor. Le champ couvert par nos observations de DEM L 299 comprend le nord de la superbulle LMC-SGS 2, le filament

FIGURE 4.10 : *Voisinage immédiat de DEM L 299. Rapport de raies [SII]/*$\mathrm{H}\alpha$*. Coexistence de zones choquées et de zones photoionisées.*

géant à l'est, qui marque la superbulle LMC-SGS 2, mais aussi nombre de filaments à l'ouest peut-être liés à 30 Dor. Ces filaments montrent des structures longitudinales. Des morphologies si irrégulières sont surprenantes, comparées au filament géant, très homogène et qui s'étend sur $\sim 7'$. La condensation brillante DEM L 298 est une possible région de formation d'étoiles induite. Son degré d'excitation, ainsi que son contenu stellaire encore jamais exploré devraient fournir plus d'évidences à ce sujet, notamment grâce aux observations infrarouges.

4.4.3 Populations stellaires

Nous avons cherché à caractériser les populations de LHA 120-N 44 et DEM L 299 et à mettre en évidence une possible corrélation entre leur couleur et leur répartition spatiale. Les couleurs sont construites à partir de la photométrie infrarouge 2MASS : J, H et K_s. Dans un premier temps, nous avons réalisé les diagrammes couleur-magnitude (K_s, $J-K_\mathrm{s}$) et couleur-couleur ($J-H$, $H-K_\mathrm{s}$) de ces régions que nous présentons sur la Fig. 4.11 (points noirs). D'après le diagramme (K_s, $J-K_\mathrm{s}$) exploré par Nikolaev & Weinberg (2000), les types de populations Magellaniques qui composent nos régions sont les suivantes. Sur la branche verticale la plus proéminente, on distingue successivement, dans le sens des magnitudes croissantes, des étoiles sur la branche des géantes rouges, des AGBs dans leur phase précoce (*early AGBs*), des étoiles au sommet de la branche des géantes rouges, des AGBs riches en oxygène et finalement une poignée d'étoiles AGBs carbonées. Dans la partie la plus bleue du diagramme, on trouve des supergéantes bleues et des naines de type O (région A). Dans la partie la plus rouge du diagramme, on distingue aussi des géantes rougies et vraisemblablement des proto-étoiles encore enfouies dans leur cocon. Quelques étoiles Galactiques d'avant-plan sont présentes sur la structure verticale à $\sim$ ($J-K_\mathrm{s}$)=0.5.

D'après le Chapitre 2, dans la partie sur les vues muti-spectrales des Nuages de Magellan, nous avons mis en évidence un type de population très jeune, très bleue aux alentours de (0, 0) dans le diagramme ($J-H$, $H-K_\mathrm{s}$) et correspondant à la région A définie par Nikolaev & Weinberg (2000) pour le diagramme (K_s, $J-K_\mathrm{s}$), c'est-à-dire des naines O3-O6 d'âge inférieur à 10 millions d'années. Cette population est bien visible dans les présents

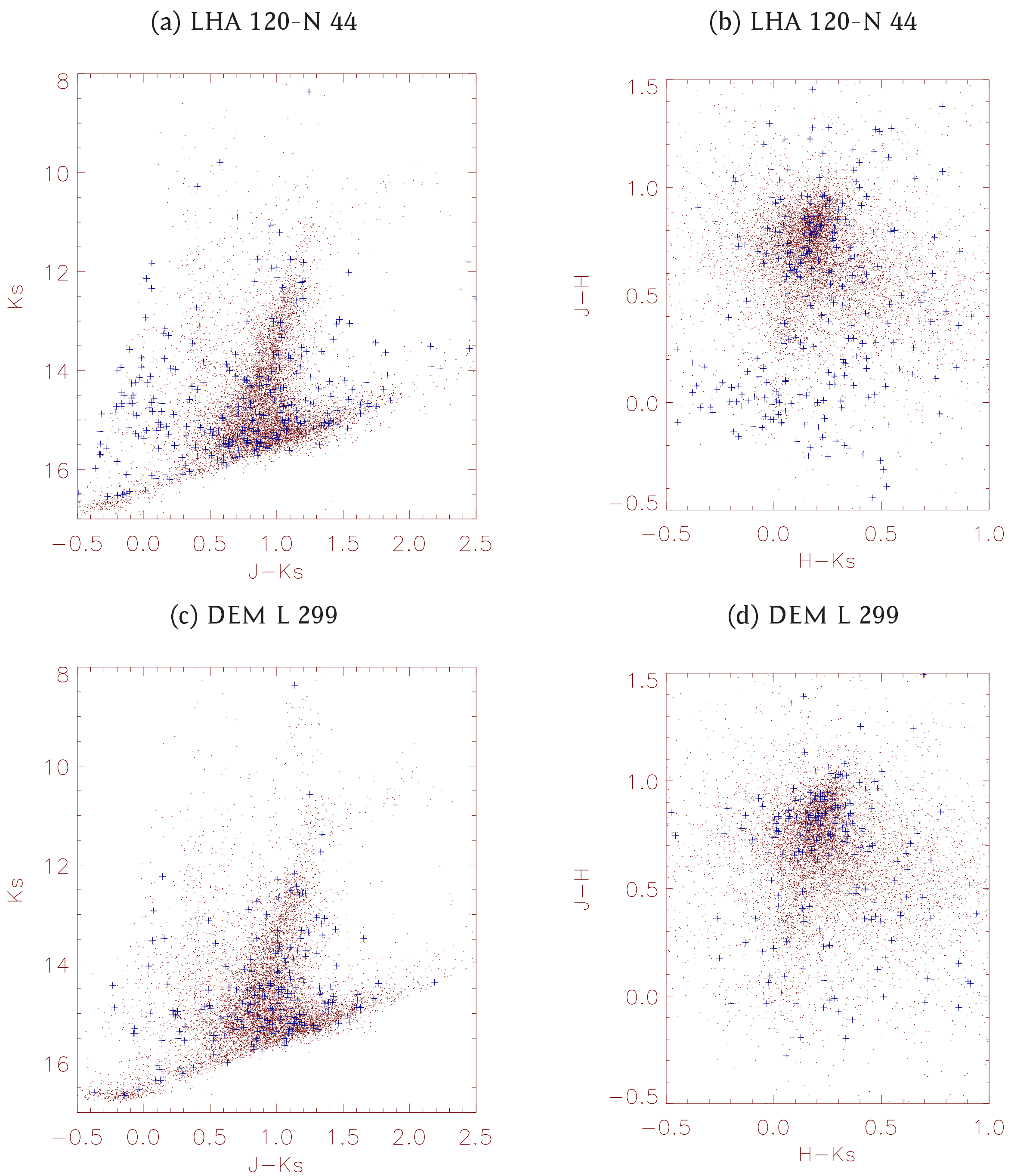


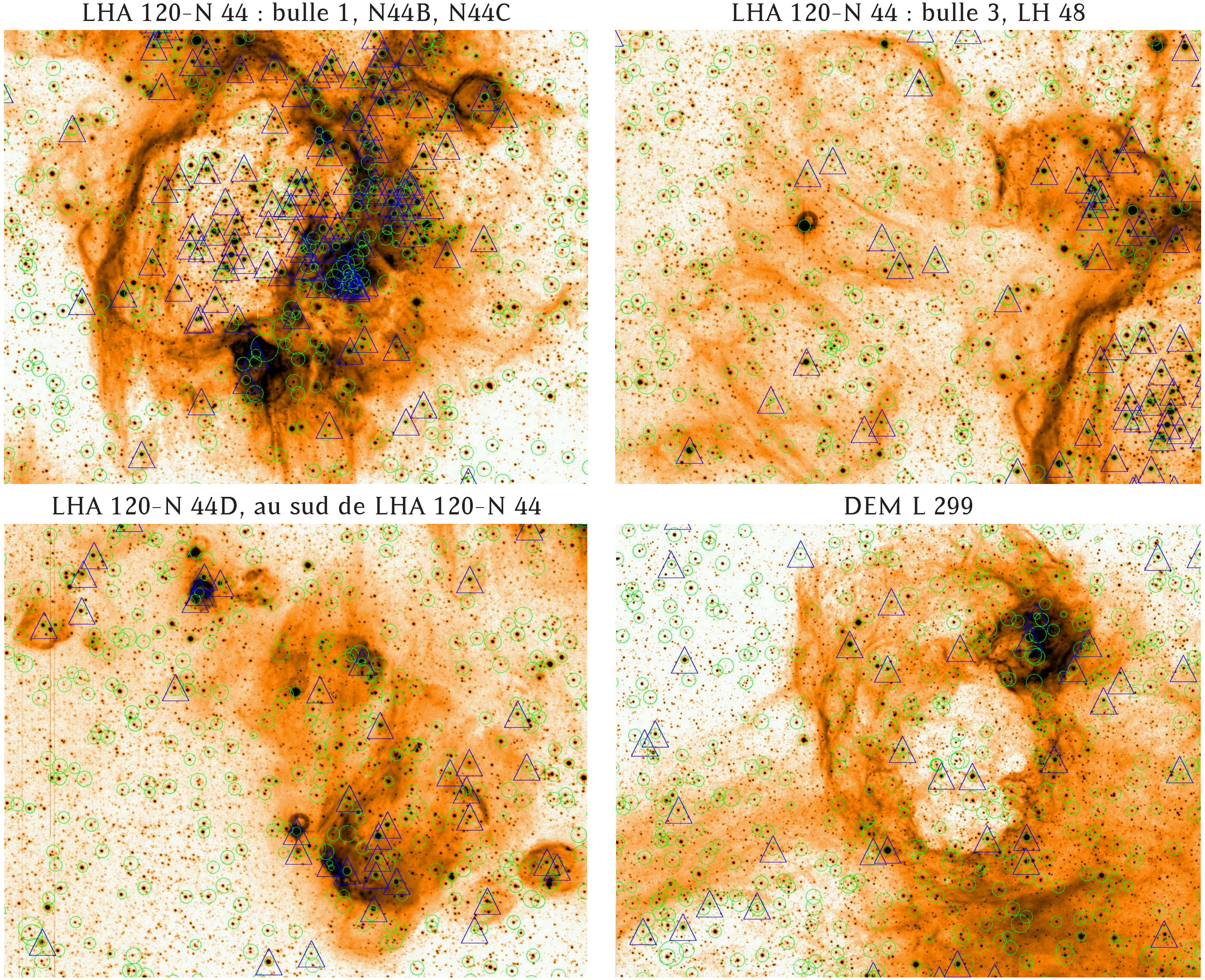
FIGURE 4.11 : *Localisation des populations stellaires de LHA 120-N 44 et DEM L 299 dans les diagrammes (K_s, $J - K_s$) et ($J - H$, $H - K_s$). Les données photométriques proviennent du catalogue infrarouge 2MASS. Les points rouges correspondent à toutes les étoiles présentes sur les images LHA 120-N 44 et DEM L 299 et dont la photométrie est disponible dans 2MASS. Les croix bleues correspondent aux étoiles 2MASS dans la partie centrale (a, b) du complexe LHA 120-N 44 et dans la condensation brillante DEM L 298 (c, d) à proximité de DEM L 299.*

diagrammes. Or, comme nous avons effectué l'astrométrie des images WFI, il est possible de confronter ces étoiles bleues à leur localisation céleste, grâce au logiciel SkyCat (Albrecht et al. 1997). SkyCat permet de visualiser des images et de superposer dessus les entrées de catalogues astronomiques en ligne ou locaux, pourvu qu'ils soient au format TST (*Tab-Separated Table*). Nous avons donc sélectionné cette population d'étoiles bleues avec le critère de couleur $(J-H) < 0.2$ et nous avons reporté les positions de ses étoiles sur les images WFI, avec les symboles en forme de triangle et de couleur bleue (Fig. 4.12). Les cercles verts sur ces mêmes images correspondent aux positions de toutes les étoiles présentes dans 2MASS. Le logiciel SkyCat fournit aussi à l'utilisateur la possibilité de définir la taille des symboles en fonction d'une valeur physique des étoiles. Ainsi, les sources 2MASS sont symbolisées par des cercles de rayon d'autant plus grand que leur couleur $(J-K_{\rm s})$ est grande.

La Fig. 4.12 est une série de zooms sur les régions remarquables de LHA 120-N 44 et DEM L 299. Comme nous pouvons le constater, les sources bleues sont associée aux nébulosités les plus fortes et sont très probablement la source d'ionisation de ces régions. On observe aussi un certain nombre d'étoiles bleues au centre et/ou en périphérie des bulles.

La grande souplesse de notre méthode d'analyse nous permet de considérer le problème dans le sens opposé : sélectionner des étoiles sur la base de leur position et en déduire leur nature en reportant leurs magnitudes et leurs couleurs dans les diagrammes de la Fig. 4.11. Nous nous sommes donc concentrés sur deux régions particulières : le cœur du complexe LHA 120-N 44 et la condensation brillante décentrée au sud de DEM L 299. Puis nous avons reporté toutes les populations 2MASS qui les composent, indépendamment de leur couleur, sur les diagrammes multi-bandes de la Fig. 4.11. Ces deux échantillons d'étoiles correspondent aux croix bleues. Nous avons comptabilisé ~ 300 étoiles 2MASS dans le cœur de LHA 120-N 44 et ~ 200 étoiles 2MASS dans la condensation brillante au sud de DEM L 299. Parmi celles-ci, on dénombre pour le cœur de LHA 120-N 44 une quarantaine d'étoiles appartenant à la zone A de Nikolaev & Weinberg (2000), des naines de type O et des supergéantes OB. On en trouve une dizaine dans la condensation brillante au sud de DEM L 299. Le reste des étoiles est réparti à peu près sur toutes les autres zones des diagrammes 2MASS ($K_{\rm s}$, $J-K_{\rm s}$) et ($J-H$, $H-K_{\rm s}$) établis pour ces régions.

C'est dans l'esprit de la démarche d'analyse présentée ci-dessus que nous espérons établir un lien entre l'âge des populations et leur localisation spatiale afin d'en déduire un schéma de formation stellaire. Nous souhaitons aussi relier la morphologie des bulles et des filaments et leur degré d'ionisation à la nature des étoiles qui les composent et/ou les ont créés. Nos perspectives en matière d'histoire de formation stellaire sont présentées dans le Chapitre 5.


LHA 120-N 44 : bulle 1, N44B, N44C
LHA 120-N 44 : bulle 3, LH 48
LHA 120-N 44D, au sud de LHA 120-N 44
DEM L 299

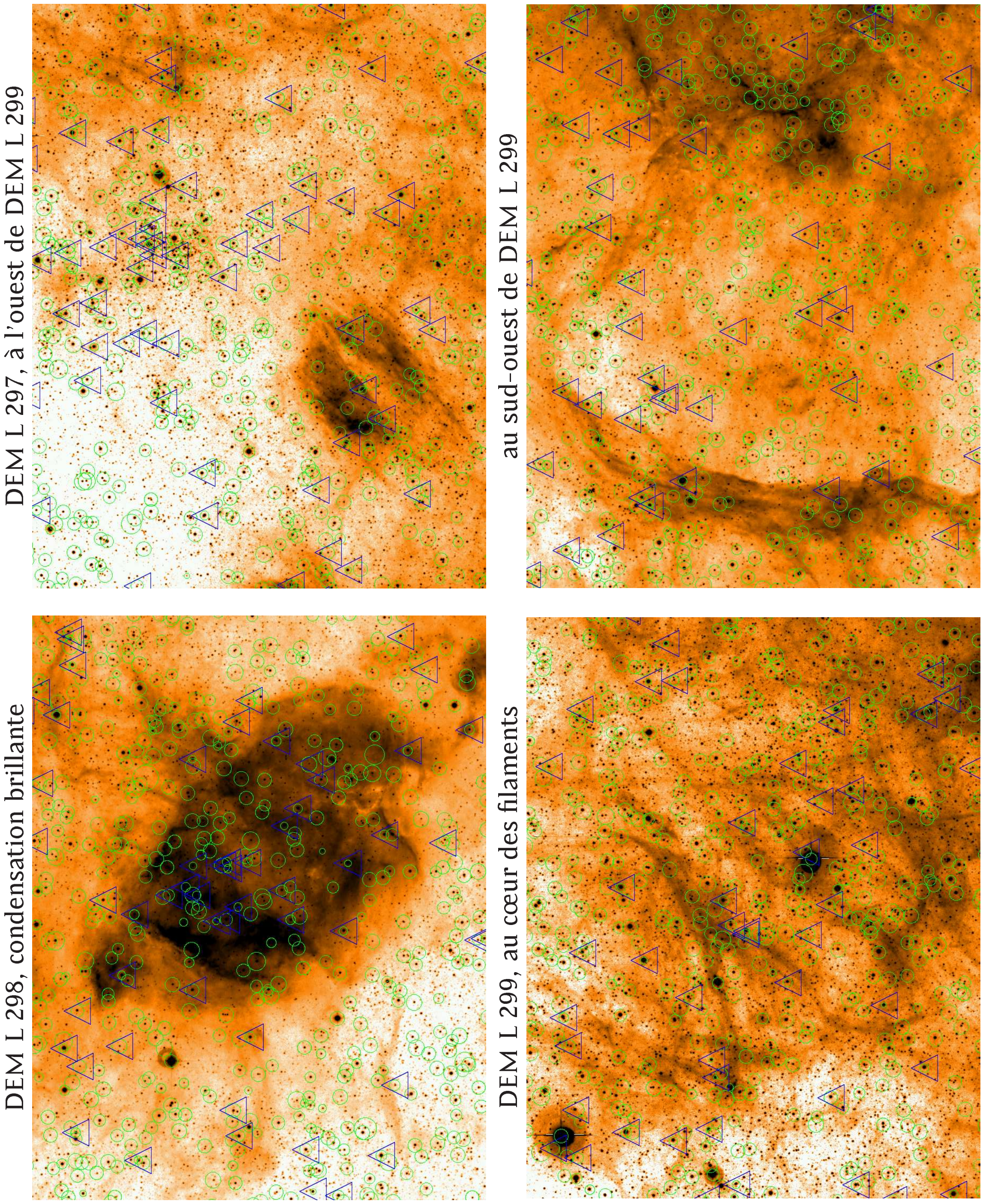


FIGURE 4.12 : *Superposition du catalogue 2MASS (cercles verts) aux images WFI de LHA 120-N 44 et DEM L 299. La taille des cercles est proportionnelle à la couleur* ($J - K_{\rm s}$) *des sources ponctuelles. Les triangles bleus tracent les étoiles de couleur bleue* $(J - H) < 0.2$.

4.4.4 Recherche de RSNs

Motivations scientifiques

RSNs et MIS sont étroitement liés, réciproquement. Il existe deux types de RSNs qui se distinguent en fonction de l'environnement dans lequel ils évoluent : les RSNs traditionnels et ceux qui sont invisibles avant les observations X. La possibilité d'un biais observationnel est mise en valeur par Chu & Kennicutt (1988). Wang & Helfand (1991b) suggèrent que pour expliquer l'émission X des bulles associées aux associations OB, les vents stellaires ne suffisent pas. Il faut inclure le chauffage intermittent des cavités par des SNe. Franco et al. (1991), Tenorio-Tagle et al. (1990, 1991) et Różyczka et al. (1993) présentent l'évolution de RSNe dans des cavités pré-existantes créées sous l'action des vents stellaires. Un grand nombre, sinon la totalité, des SNs ont lieu dans l'intérieur raréfié des superbulles. Cette variété de SN diffère des autres en raison de l'environnement dans lequel elles baignent, un milieu de faible densité. Une telle densité génère peu d'excès X quand le RSN se répand dans la bulle. Par contre, quand il percute les bords plus denses de la bulle, la luminosité X peut augmenter de plusieurs ordres de magnitude (Chu & McLow 1990). Il n'est pas certain qu'un tel RSN génère une émission non-thermale, mais si tel devait être le cas, cette émission serait de toutes manières dominée par l'émission thermale des régions HII brillantes.

Les progéniteurs de SNe sont des étoiles massives. La fraction de ces étoiles est de 10^{-7} et leur durée de vie de 10^7 ans est négligeable à l'échelle des temps galactiques. Néanmoins elles sont des actrices majeures de l'évolution galactique. Les éjectats des SNe altèrent la structure du MIS et induisent dans certains cas un nouveau processus de formation stellaire. Ces mêmes éjectats contribuent aussi à l'enrichissement chimique du MIS. Dans la mesure où l'explosion d'une SN est l'événement local le plus puissant dans l'évolution du MIS, la détermination de ses paramètres est la clef de la compréhension de la structure et de l'évolution du MIS dans une galaxie. Or, les bulles renferment de nombreuses étoiles massives. On peut donc s'attendre à y trouver nombre de RSNs. Ainsi, les régions HII sont toutes désignées pour servir de terrain d'exploration à la recherche de RSNs.

Pour contraindre les paramètre du MIS d'une galaxie, il est nécessaire d'étudier les RSNs à deux niveaux :
- individuellement, pour déterminer le budget énergétique et la morphologie des bulles ;
- globalement, en réalisant un relevé global, pour déterminer leur distribution spatiale et leur taux de formation (Mathewson 1983, Hughes et al. 1984).

Pour effectuer un relevé des RSNs, la Galaxie n'est pas appropriée en raison des problèmes d'obscuration et de confusion. Quant aux galaxies plus lointaines, elles souffrent de problèmes de résolution et de sensibilité. En revanche, le GNM est suffisamment proche pour qu'une distance intrinsèque de 1 pc corresponde à une distance angulaire de 4″, ce qui est suffisant pour résoudre la plupart des structures, en particulier à l'aide de l'optique adaptative ou de l'imagerie HST. Le GNM présente peu d'obscuration à la fois en avant-plan et en interne. Il est vu pratiquement de face. Tous les objets sont donc à la même distance $\sim$ 49 kpc. La faible métallicité du GNM par rapport à la Galaxie, 0.008 au lieu de 0.02, permet d'étudier le comportement des RSNs dans des milieux chimiquement différents. Environ 50 RSNs sont répertoriés dans les Nuages de Magellan.

Un jeune RSN à proximité de DEM L 299...

Nos observations de DEM L 299 ont révélé un intriguant petit complexe d'arcs et de filaments (Fig. 4.13) qui se sont avérés être la contrepartie inexplorée du jeune RSN B0543-689. Ce n'est pas une découverte au sens propre du terme. Cette source a été identifiée la première fois comme une source radio continue non thermale par Mills et al. (1984), il y a de cela presque 20 ans. Plus récemment cette source a été détectée en X par le *ROSAT All-Sky Survey*, comme indiqué par Filipović et al. (1998).

Néanmoins, aucune étude ne lui a été consacrée jusqu'à maintenant et aucune observation optique n'a été rapportée. Ce RSN est donc pratiquement inconnu. Nos observations WFI révèlent une nébuleuse remarquablement fine en forme de fer à cheval. Cette forme est la mieux visible sur les images en Hα et [SII]. La taille de cette structure est $\sim 25''$ soit 6 pc à la distance du GNM. C'est relativement petit, comparé aux structures observées dans les autres RSNs du GNM, peut-être en raison de son jeune âge. En supposant que l'émission de la nébulosité est dominée par les raies, et grâce aux observations de standards photométriques que nous avons réalisées dans les mêmes filtres, il est possible de quantifier la valeur du rapport [SII]/Hα : typiquement 0.3-0.4 avec un pic à 0.5. Cette valeur particulièrement élevée indique que l'excitation est due à des chocs de faible vitesse dans un milieu modérément dense. Ces conditions sont typiques de l'interface entre un RSN et le gaz interstellaire environnant ou bien de l'interface entre un RSN et le milieu circumstellaire produit par le progéniteur de la SN. De tels exemples sont observés par Morse et al. (1996).

La structure en forme de fer à cheval est entourée d'une structure filamentaire complexe particulièrement proéminente en émission produite par les raies interdites de l'oxygène [OIII]. La tentation est grande d'associer ces filaments aux éjectats à grande vitesse, riches en oxygène, observés sur N132 dans le GNM, 1E0102.2-7219 dans le PNM (Blair et al. 2000) et Cas A dans notre Galaxie (Morse 2003). Cependant, contrairement à ces objets, notre jeune RSN n'est pas complètement dénué d'émission par les autres éléments, en particulier Hα. De plus, les filaments que nous avons observés sont situés au delà de l'anneau formé par l'onde de choc et non à l'intérieur de son périmètre comme pour les objets cités précédemment. Ces filaments pourraient être les manifestations du milieu interstellaire pré choqué que n'a pas encore atteint l'onde de choc mais qui est photoionisé par les fortes radiations produites par le gaz choqué derrière lui, comme proposé par Morse et al. (1995, 1996) et Blair et al. (2000). Le rapport [OIII]/Hα dans ces filaments atteint 1.5-2 pour un minimum de 0.3 seulement dans la nébuleuse en fer à cheval.

Ce nouveau RSN mérite d'être étudié plus avant pour les raisons suivantes : il est jeune, avec des signatures particulièrement évidentes de régions choquées, et une asymétrie de ses filaments en [OIII] très intriguante au regard de la géométrie apparemment centrale de la nébuleuse en fer à cheval. Smith et al. (1991) ont estimé à cinq le nombre de SNe

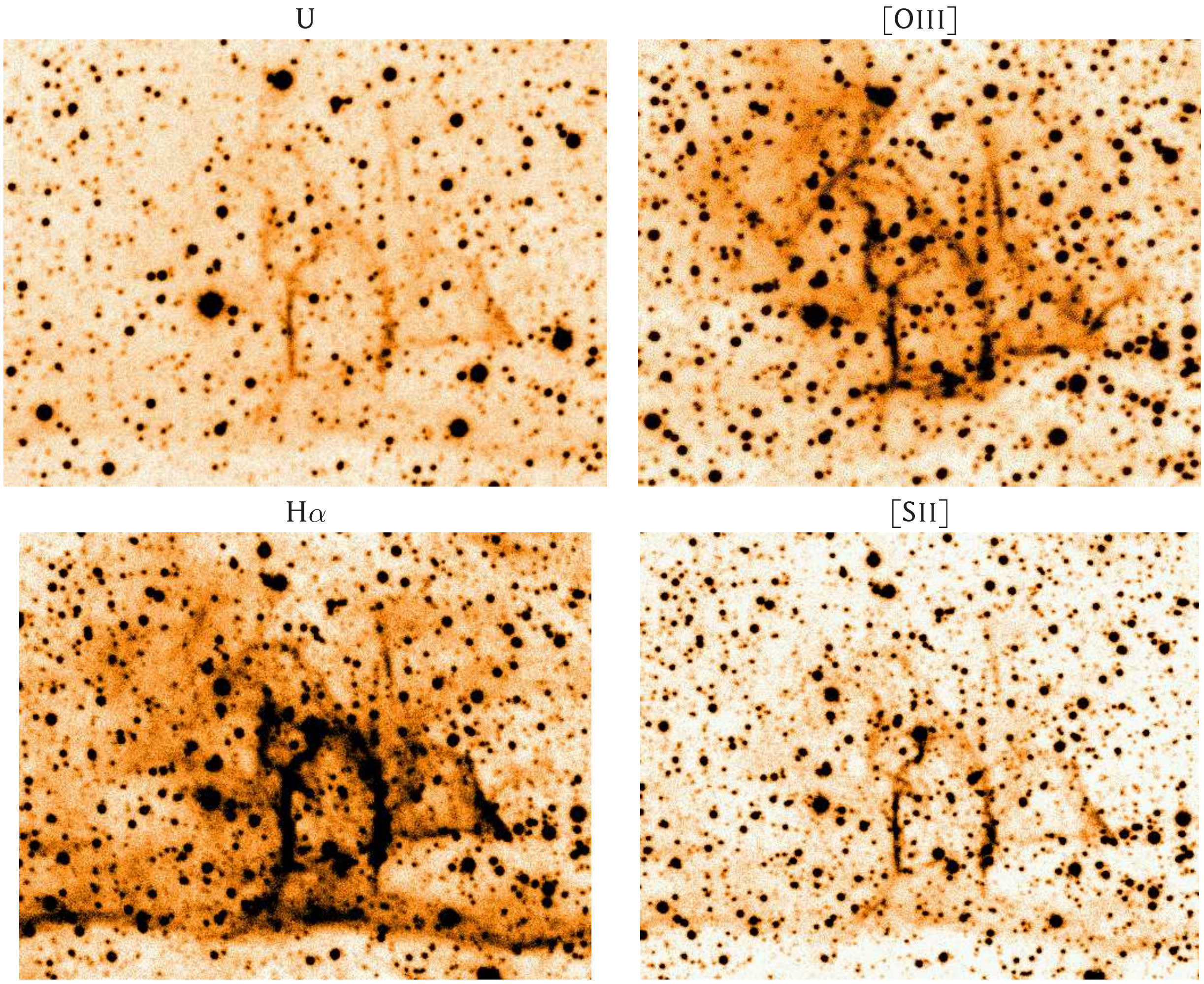


FIGURE 4.13 : *Images en U et en bandes étroites d'un jeune RSN, B0543-689.*

dans le GNM dans les 1 500 dernières années. Les RSNs jeunes sont donc des objets rares. Ce nouveau RSN, vraisemblablement à peine vieux de quelques milliers d'années, pourrait aussi apporter d'importantes informations concernant l'interaction débutante entre les éjectats de la SN et le MIS, voire même le degré de mixité des éléments chimiques associés à l'explosion de la SN. L'imagerie en bandes étroites nous a fourni nombre d'indices sur les processus d'émission à l'œuvre dans cette région. Néanmoins, il serait bon d'obtenir un spectre complet de ce complexe, pour déterminer des rapports de raies précis et extraire l'information cinématique. Il serait alors possible de déterminer si les filaments sont directement liés aux éjectats de la SN ou bien si ce sont les restes d'anciennes instabilités formées sous l'interaction des forts vents stellaires de l'étoile progénitrice avec le MIS (Comerón & Kaper 1998). Dans un spectre complet, on pourrait aussi détecter des éjectats à grande vitesse qui auraient échappé à nos filtres à bande passante étroite, en raison du décalage Doppler. Finalement, l'information cinématique permettrait de fixer une limite supérieure à l'âge du RSN. Nous avons donc déposé une demande de temps sur le NTT pour mener à bien la spectroscopie de cette zone, à l'aide des réseaux de moyenne résolution d'EMMI.