

LE TRAITEMENT INFORMATIQUE DES IMAGES EN ASTRONOMIE

J.-F. Lallier et E. Hardy

Université Laval

ABSTRACT

The emergence and wide utilization of numerical methods in astronomical imagery, since the beginning of the seventies, has permitted a much more precise quantization of astrophysical phenomena, than in the past decades: automated and precise computation of stellar magnitudes, systematic establishment of galactic luminosity profiles, extensive study of velocity fields in nebulae, and so on. Among the most widely used techniques which have been tried in this field, we could mention the emergence of panoramic microdensitometers which have permitted the digitalization of astronomical plates into image-matrices where each pixel represents a numerical value of density, expressed in 8 or 12 bits of information, depending on the type of the machine used.

With the aid of these methods, the authors have developed an algorithm of automatic classification and cleaning of astronomical images, which constitutes an original application of graph theory to image processing. This algorithm can perform the automatic identification and classification of stars and galaxies, included in an image-matrix; by the inspection of the bi-dimensional histogram of the luminous intensities. For example, one can, by this method, clean a dominant galactic image, contaminated by one or more superposed stellar images, by the replacement of noise pixels by the value of their symmetrical counterpart, with respect to the centroid of the dominant galactic image, present in the matrix of pixels. Concluding results, obtained in this field of research, permit us to think that we can apply this algorithm to any kind of image-matrix of astronomical nature.

RÉSUMÉ

L'essor considérable des méthodes de numérisation des photographies astronomiques, dans la décennie 70, a permis une quantification beaucoup plus précise des phénomènes physiques dans l'univers, que par le passé: calcul précis et automatisé de la magnitude des étoiles, établissement systématique des profils de luminosité des galaxies, étude des champs de vitesses dans les nébuleuses, etc. Parmi les techniques les plus couramment utilisées dans ce domaine, mentionnons l'avènement des microdensitomètres panoramiques qui permettent la numérisation des émulsions photographiques en matrices-images où chaque pixel représente une valeur numérique de densité, échelonnée entre 8 et 12 bits d'information, suivant le type d'appareil utilisé.

A l'aide de ces méthodes, les auteurs ont mis au point un algorithme de classification automatique et de nettoyage des images astronomiques qui constitue une application originale de la théorie des graphes à la science de l'image. Cet algorithme permet le repérage ainsi que la classification automatique en étoiles et galaxies des objets contenus dans une matrice-image, par l'examen de l'histogramme bi-dimensionnel des intensités lumineuses. Par exemple, on peut, par cette méthode, nettoyer une image galactique dominante, contaminée par une ou plusieurs petites images stellaires superposées, en remplaçant la valeur des pixels parasites par la valeur des pixels-image symétriques par rapport au centroïde de la galaxie dominante, contenue dans la matrice-image. Des résultats concluants, obtenus dans ce domaine, nous permettent d'espérer l'application à large échelle de cet algorithme à n'importe quel type de matrice-image de nature astronomique.

## INTRODUCTION

Depuis déjà plusieurs années, le traitement numérique des images connaît un essor considérable. Que ce soit dans le domaine de la photographie aérienne, de la télédétection, de la microscopie électronique ou dans d'autres applications connexes, l'ordinateur joue un rôle de plus en plus important dans l'analyse des images reçues, que ce soit dans le contexte de la reconnaissance des formes, de la classification du territoire, du diagnostic médical, etc.

Plus spécifiquement, dans le domaine astronomique, l'avènement des techniques de microdensitométrie, depuis le début des années 1970, a permis l'analyse approfondie des clichés provenant des observatoires disséminés un peu partout, à travers le monde. L'intérêt principal de ces techniques est de permettre la création d'une matrice-image sur support informatique, habituellement un ruban magnétique, à partir d'une émulsion photographique de type quelconque. Cette matrice-image, où chaque point représente une valeur numérique de densité d'information, est ensuite traitée par l'ordinateur à l'aide de logiciels basés sur l'application de techniques d'analyse mathématique (algorithmes) qui varieront suivant la nature des résultats que l'on veut obtenir.

### L'ACQUISITION DES DONNEES

#### A) Emulsions photographiques utilisées

Selon la nature des études que l'on désire effectuer, il existe différents types d'émulsions disponibles pour la prise de clichés photographiques à l'aide du télescope. Par exemple, si l'on désire établir des diagrammes couleur-magnitude d'amas d'étoiles, l'astronome utilisera des émulsions (IIa0, IIaD, 103a0, 103aD, 103aE, etc.) dont le taux d'information capté, par unité de temps, est considérable.

Par contre, pour l'établissements des profils de luminosité des galaxies individuelles en amas, les émulsions IIIaF et IIIaJ permettent la détection de niveaux plus faibles d'intensité, ce qui représente un facteur important dans ce contexte particulier.

#### B) Processus de digitalisation des plaques photographiques.

Une fois la phase du développement de l'émulsion complétée, il nous faut maintenant la digitaliser afin d'obtenir, sur un support informatique approprié, la matrice-image qui correspondra au cliché original. A cette fin, nous nous servons d'un micro-densitomètre panoramique; essentiellement, il s'agit d'un microscope couplé à un photomultiplicateur, le tout étant intégré à un mécanisme de balayage.

Les appareils récents, du type de ceux que nous avons utilisés, sont reliés à un ordinateur de contrôle dans une configuration hybride. On utilise un amplificateur logarithmique pour transformer, en temps réel, les mesures de transmission de l'émulsion photographique, placée au foyer du système optique, en un signal proportionnel à la densité.

La quantification par un convertisseur analogue-digital et l'acquisition des données sont réalisées par échantillonnage d'un tel signal, émis lors du balayage, selon 2 axes perpendiculaires X et Y. En dernier lieu, les informations sont dirigées sur un support externe à grande capacité, un ruban magnétique par exemple. De cette manière, le cliché original est converti en une matrice-image où chaque point, appelé aussi pixel, représente une valeur numérique de densité d'information, comprise entre 0 et 255 (8 bits) ou 4095 (12 bits), suivant le type d'appareil utilisé.

#### C) Conversion densité-intensité

Afin d'effectuer le calcul des magnitudes stellaires et galactiques ainsi que des profils de luminosité des galaxies en amas, il nous faut obtenir une matrice-image où chaque pixel mesure l'intensité du flux lumineux reçu. Etant donné que le processus de digitalisation des plaques photographiques nous donne une matrice-image en densité, il nous faudra effectuer une conversion de ces mesures de densité en mesures correspondantes d'intensité du flux lumineux reçu.

A cette fin, nous disposons de "spots" de calibration, disposés dans l'un des quatre coins de l'émulsion originale. A chaque couple de "spots", correspond un rapport connu de l'intensité du flux lumineux. En digitalisant ces "spots" de façon à obtenir une petite matrice-image pour chacun d'entre eux, il devient possible de calculer, sur échelle logarithmique, leur densité moyenne et d'y faire correspondre la valeur de l'intensité correspondante, en échelle relative. On obtient ainsi, par ce processus, la charte sensitométrique de la plaque photographique utilisée.

La conversion densité-intensité met donc, en relation, deux quantités :  $\log D$  et  $\log I$ , où  $D$  représente la densité de l'émulsion photographique et  $I$  l'intensité du flux lumineux correspondant. Les modèles mathématiques utilisés pour exprimer cette relation sont plus ou moins complexes. Parmi les différentes possibilités que l'on retrouve dans la littérature, nous avons retenu, pour les fins de cette étude, une des formules utilisées à l'observatoire de Kitt Peak, en Arizona, appelée la formule de Goad :

$$\log I = A_1 + A_2 Y + A_3 Y^2 + A_4 Y^3,$$

où  $Y = D + A_5 \log_{10} (1 - 10^{-D}).$

En posant  $Y = D$  dans l'équation précédente,  $D$  étant mesuré sur échelle logarithmique, on obtient un polynôme du troisième degré. Dans ce cas, l'estimation de la valeur des paramètres  $A_1$  à  $A_4$  s'effectue à l'aide de la méthode des moindres carrés linéaires, appelée aussi régression linéaire de type polynomial. Par contre, dans le cas de la formule de Goad non-modifiée, la valeur des paramètres  $A_1$  à  $A_5$  sera déterminée en suivant un processus itératif basé sur le principe de la régression non-linéaire, suivant la méthode dite de Newton-Raphson.

REPERAGE ET IDENTIFICATION DES OBJETS ASTRONOMIQUES CONTENUS DANS UNE MATRICE-IMAGE DIGITALISEE.

Afin d'identifier la nature des objets astronomiques contenus dans une matrice-image donnée, différentes étapes préliminaires de traitement doivent être réalisés : détermination du niveau de coupure qui permettra de différencier, dans l'histogramme des intensités du flux lumineux reçu, le fond céleste des objets stellaires et galactiques; repérage et identification des objets contenus dans la matrice-image par la détermination de leurs coordonnées de contour; et enfin, création d'un fichier qui contiendra les caractéristiques de base de chacun d'eux.

A) Détermination du niveau de coupure dans l'histogramme des intensités pour différencier le fond céleste des objets stellaires et galactiques.

La première étape à réaliser consistera donc à déterminer, dans l'histogramme des intensités de la matrice-image originale, la valeur du niveau de coupure, qui permettra de différencier le fond céleste des objets stellaires et galactiques. En traçant sous forme de graphique l'histogramme ainsi calculé, on s'aperçoit que la courbe de distribution des intensités est bimodale, telle qu'illustrée dans la figure 1 :

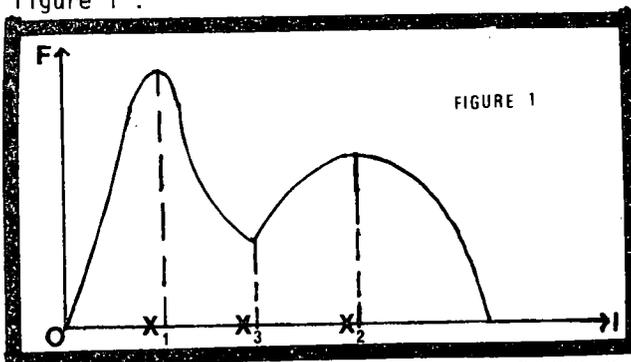


FIGURE 1

CMCCS '81 / ACCHO '81

Le pic dominant de l'histogramme représente la valeur moyenne de l'intensité du fond céleste : ce premier mode de la courbe est représenté par le point d'abscisse " $x_1$ ". Le pic secondaire représente la valeur moyenne de l'intensité de l'ensemble des objets stellaires et galactiques contenus dans la matrice-image : ce second mode de la courbe est représenté par le point d'abscisse " $x_2$ ".

Afin de déterminer la valeur la plus exacte possible du niveau de coupure recherché, il faudra trouver le point d'abscisse " $x_3$ ", tel que :

$$\frac{\Delta F}{\Delta I} \approx 0 \text{ avec, en plus, les deux inéquations suivantes :}$$

$$\left\{ \begin{array}{l} \frac{\Delta F}{\Delta I} < 0, \text{ à gauche du point } x_3 \\ \frac{\Delta F}{\Delta I} > 0, \text{ à droite de ce point.} \end{array} \right.$$

On peut ainsi vérifier que l'expression  $\frac{\Delta^2 F}{\Delta I^2} < 0$  au point d'abscisse " $x_3$ ", ce qui correspond au point d'inflexion de la courbe, où la courbure est négative, c'est-à-dire qu'elle a la forme d'un entonnoir (vallée entre deux montagnes).

Idéalement, un tel histogramme devrait donner un graphique où le tracé de la courbe est régulier et continu. En pratique, à cause des inhomogénéités de développement de la plaque photographique originale, et de la non-uniformité du rapport S/B (signal sur bruit), on obtiendra un histogramme où le tracé sera plus ou moins régulier. Afin de corriger cet effet de déformation du profil de la courbe, il faudra lisser l'histogramme des intensités de façon à adoucir les irrégularités du tracé de la courbe.

A cette fin, un algorithme d'interpolation des fréquences peut être utilisé : la fréquence, au point d'intensité " $i$ ", sera calculée à l'aide de la formule suivante :

$$f_i = f_i + 0.5 \left[ f_i - \frac{f_{i-1} + f_{i+1}}{2} \right].$$

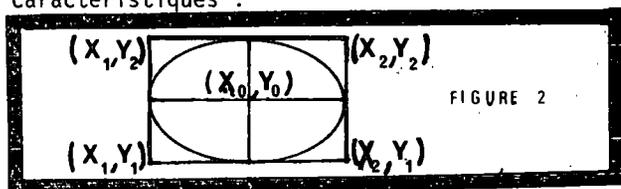
On applique ainsi un filtre spatial unidimensionnel à l'histogramme des intensités de la matrice-image. Cet algorithme d'interpolation des fréquences peut être utilisé itérativement plusieurs fois, jusqu'à ce que l'on soit satisfait du profil final de la courbe obtenue par ce procédé.

B) Repérage et identification des objets contenus dans la matrice-image et création d'un fichier qui contiendra les caractéristiques de base de chacun d'eux.

Une fois obtenue la valeur du niveau de

coupure permettant de différencier le fonds céleste des objets stellaires et galactiques, nous sommes maintenant prêts pour l'étape suivante qui consiste à repérer et identifier les divers objets astronomiques contenus dans la matrice-image originale. A cette fin, un algorithme consistant à balayer, ligne par ligne, la matrice-image sera utilisé afin de déterminer les coordonnées qui délimitent le contour de chacun de ces objets.

Dans un premier temps, un fichier contenant l'ensemble de telles coordonnées pour tous les objets contenus dans la matrice-image sera généré par un programme spécialement conçu à cette fin. Dans un deuxième temps, un algorithme permettant de rassembler toutes les coordonnées de contour se rapportant à un objet donné sera utilisé afin de lui attribuer un numéro d'identification unique. Dans un troisième et dernier temps, un fichier, contenant les caractéristiques de base de chacun des objets identifiés dans la phase précédente, sera créé; il contiendra notamment : les coordonnées du centroïde approximatif de l'objet, les coordonnées du rectangle circonscrit à l'objet, la surface et le rayon équivalent de l'objet. La figure 2 nous permettra de bien visualiser ces caractéristiques :



Le rectangle circonscrit à l'objet est identifié de façon unique par les 4 couples de coordonnées :  $(x_1, y_1)$ ,  $(x_1, y_2)$ ,  $(x_2, y_2)$ ,  $(x_2, y_1)$ . Les coordonnées du centroïde approximatif de l'objet sont déterminées très simplement par les équations suivantes :

$$x_0 = \frac{x_1 + x_2}{2} ; \quad y_0 = \frac{y_1 + y_2}{2}$$

Finalement, la surface S, en nombre de pixels carrés contenus dans l'objet, nous permet de calculer le rayon équivalent  $r_*$ , d'après la relation :

$$S = \pi r_*^2 \Rightarrow r_* = \sqrt{\frac{S}{\pi}}$$

#### TRAITEMENT NUMERIQUE DES OBJETS STELLAIRES ET GALACTIQUES

##### A) Différenciation des étoiles et des galaxies.

Maintenant que l'étape de repérage et d'identification des objets contenus dans la matrice-image a été menée à bien, il subsiste le problème fondamental de la différenciation des objets stellaires et galactiques. A cette fin, un appareil appelé stéréo-comparateur, et

utilisé couramment en photogrammétrie et en stéréoastronomie, nous permettra de mener à bien cette tâche. En permettant le grossissement, à des degrés divers, de l'image originale contenue dans la plaque photographique, l'astronome pourra facilement identifier les objets qui y sont contenus. En effet, dans le cas des étoiles, l'image obtenue a des contours bien définis et une densité centrale élevée alors que, dans le cas des galaxies, les contours sont beaucoup plus flous et la densité centrale moins élevée, sauf pour les galaxies les plus brillantes.

Cette méthode de différenciation s'applique bien dans le cas où la matrice-image contient peu d'objets, quelques centaines tout au plus. Dans le cas contraire, il devient nécessaire d'utiliser une méthode automatisée et systématique pour obtenir une plus grande efficacité de traitement. L'algorithme utilisé, dans ce contexte, est basé sur le calcul du profil gaussien optimal ajusté au profil de luminosité des étoiles et galaxies contenues dans la matrice image. Essentiellement il s'agit de construire, pour chacun des objets stellaires et galactiques, une table des valeurs de l'intensité du flux lumineux en fonction de la distance au centroïde de l'objet considéré :  $I(r) = f(r)$ . Pour éliminer l'effet de l'excentricité dans le cas des galaxies elliptiques, on calculera le rayon équivalent  $r_* = \sqrt{\frac{S}{\pi}}$  où

S représente la surface intérieure d'un isophote donné (ligne de niveau où l'intensité du flux lumineux est constant).

A partir de cette table numérique, on calcule les paramètres d'une fonction gaussienne ajustée au profil de luminosité de chacun des objets considérés dans la matrice-image. L'expression mathématique utilisée est la suivante:

$$I(r) = I_0 e^{-\frac{1}{2} \left( \frac{r-r_0}{\sigma r_0} \right)^2} + I_F, \quad \text{où :}$$

$I_0$  = l'amplitude centrale du profil gaussien

$I_F$  = l'amplitude du fonds céleste

$r_0$  = le centroïde de l'objet (en coordonnées polaires)

$\sigma r_0$  = l'écart-type du profil gaussien par rapport au centroïde.

La figure 3 permet d'illustrer la signification de ces quatre paramètres.

La méthode de régression par moindres carrés non-linéaires est alors utilisée pour trouver les valeurs précises des paramètres

$I_0$ ,  $I_F$ ,  $r_0$  et  $\sigma_0$ , à partir de valeurs initiales convenablement choisies, comme suit :

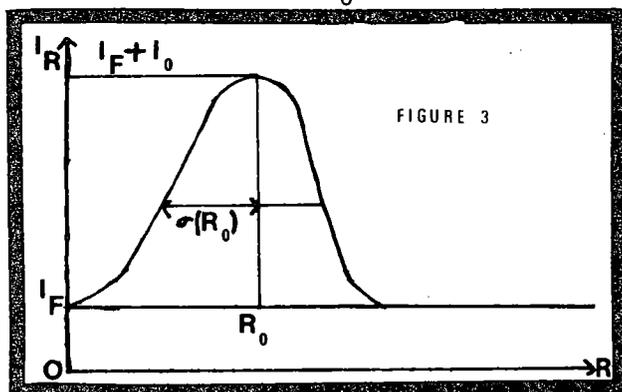
$I_F$  : valeur moyenne de la luminosité du fonds céleste à la périphérie de l'objet considéré.

$I_0$  : luminosité de l'isophote central de l'objet.

$r_0$  :  $r_0 = \sqrt{x_0^2 + y_0^2}$  où le couple  $(x_0, y_0)$

représente les coordonnées du centre de approximatif de l'objet.

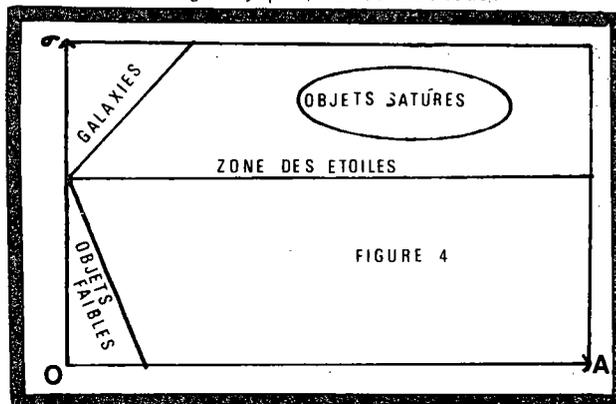
$\sigma_0$  :  $\sigma_0$  est déterminé par la valeur du rayon équivalent  $r_*$  où la luminosité de l'objet est réduite des 2/3 par rapport à celle de l'isophote central  $I_0$ .



Une fois obtenues les valeurs de ces paramètres, on met en graphique, pour l'ensemble des objets analysés, l'amplitude versus l'écart-type du profil gaussien ajusté à chacun de ces objets. Trois régions se dessinent nettement dans le tracé obtenu (voir figure 4). La branche verticale, située au-dessus du nuage de points horizontaux, représente les galaxies. Dans ce cas, l'écart-type du profil gaussien ajusté sera beaucoup plus grand que pour une étoile normale, car le profil de luminosité vrai d'une galaxie suit une loi où la décroissance de la courbe est beaucoup moins abrupte (lois de De Vaucouleurs, de Hubble-Reynolds, de Kormendy, de King, etc.). Plus de détails, sur ces lois de luminosité, seront donnés dans la section suivante. De plus, l'amplitude est plus faible pour une galaxie que pour une étoile.

D'autre part, la branche horizontale du diagramme représente le domaine des étoiles. Dans ce cas, l'écart-type du profil gaussien varie peu d'une étoile à l'autre. Par contre, l'amplitude est le paramètre qui permettra de les distinguer et de calculer leur magnitude. Enfin, la branche verticale, située au-dessous du nuage de points horizontaux, comprend des objets trop faibles pour être identifiés facilement. Les défauts d'homogénéité du grain et

la détérioration du rapport S/B (signal sur bruit) causent une diminution considérable de l'écart-type du profil gaussien, en dessous d'un seuil qui rend impossible, la classification de ces objets, par cette méthode.



B) Calcul des profils de luminosité des galaxies en amas.

Plusieurs modèles mathématiques permettent de décrire les profils de luminosité des galaxies individuelles en amas. Les plus couramment utilisés sont les suivants :

1- Loi de De Vaucouleurs :

$I(r) = 2027.7 I(r_e) e^{-7.6146(r/r_e)^{1/4}} + I_F$  où  $I_F$  représente la luminosité du fonds céleste et  $r_e$  le rayon effectif équivalent tel que :

$$\frac{I(r_e)}{I_{total}} = \frac{1}{2} .$$

2- Loi de Hubble-Reynolds :

$I(r) = \frac{I_{OH}}{(1+r/a_H)^2} + I_F$  où  $I_F$  représente

la luminosité du fonds céleste et " $a_H$ " la distance au centre de l'objet tel que :

$$\frac{I(a_H)}{I_{OH}} = 1/4 .$$

3- Loi de Kormendy :

$I(r) = \frac{I_{OM}}{(1+r/a_M)^n} + I_F$ , (avec  $n > 0$ )

où  $I_F$  représente la luminosité du fonds céleste et " $a_M$ " la distance au centre, telle que :

$$\frac{I(a_M)}{I_{OM}} = 2^{-n} .$$

4- Loi de King :

$$I(r) = I_F + I_{OK} \left\{ \begin{array}{l} [1 + (r/r_c)^2]^{-\frac{1}{2}} \\ [1 + (r_t/r_c)^2]^{-\frac{1}{2}} \end{array} \right\}^2,$$

où  $I_F$  représente la luminosité du fonds céleste,  $r_c$  la distance au centre à la périphérie du "noyau central" de la galaxie et  $r_t$  représente un "rayon de marée" pour tenir compte des effets d'interaction entre galaxies avoisinantes.

5- Loi exponentielle (De Vaucouleurs-Freeman):

$I(r) = I_F + I_{OE} e^{-\alpha r}$ . Cette loi s'applique bien dans le cas des disques galactiques où la décroissance de la fonction de luminosité est exponentielle.

Les paramètres de ces différentes fonctions de luminosité peuvent également être obtenus par la méthode des moindres carrés non-linéaires, en ayant soin de choisir des valeurs initiales appropriées, de façon à assurer la convergence de l'algorithme itératif basé sur la méthode de Newton-Raphson.

C) Calcul des paramètres d'une ellipse ajustée aux coordonnées de contour définissant les isophotes d'une galaxie.

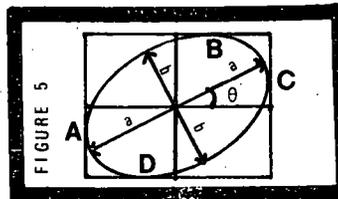
Un nombre variable d'isophotes, lignes de niveau où l'intensité du flux lumineux reçu d'une galaxie est constant, peut être défini en fonction de la dimension de l'objet étudié. La surface  $S$ , exprimée en nombre de pixels carrés, nous permettra de déterminer le nombre d'isophotes d'après la relation :  $r_* = \sqrt{S}$ ; en divisant  $r_*$  par un facteur d'échelle  $\pi$  approprié, on obtiendra le nombre  $N$  d'isophotes désirés.

Il est intéressant, dans cette perspective, de calculer les paramètres d'une ellipse ajustée aux coordonnées des points qui définissent le contour de ces isophotes. En effet, une bonne proportion des galaxies existantes dans l'univers actuellement observable est constituée de galaxies circulaires et elliptiques dont le coefficient d'excentricité varie de 0 à 7. Cinq paramètres sont nécessaires afin de décrire complètement l'ellipse à estimer : le demi-grand axe "a", le demi-petit axe "b", le centroïde de coordonnées  $(x_0, y_0)$  et l'angle d'inclinaison  $\theta$  de l'ellipse par rapport à son centroïde. Un calcul mathématique complexe, que nous ne détaillerons pas ici, permet d'établir l'équation générale de l'ellipse, par la formule suivante:

$$y = y_0 + \frac{(x - x_0)(b^2 - a^2) \sin \theta \cos \theta \pm a b m}{(b^2 \sin^2 \theta + a^2 \cos^2 \theta)}$$

$$\text{où } m = \sqrt{(b^2 \sin^2 \theta + a^2 \cos^2 \theta) - (x - x_0)^2}.$$

Cette expression générale comporte deux solutions correspondant respectivement à la partie supérieure, d'une part, et à la partie inférieure, d'autre part, de l'ellipse, tel qu'illustré dans la figure 5 :



L'arc ABC représente la partie supérieure de l'ellipse alors que l'arc ADC représente la partie inférieure.

En se basant sur la géométrie de l'ellipse, il est possible de calculer une très bonne approximation des valeurs des 5 paramètres  $x_0, y_0, a, b$  et  $\theta$ , que l'on peut encore améliorer en utilisant la méthode des moindres carrés non-linéaires, si l'on a un nombre suffisant de points définis sur le contour de l'isophote considéré.

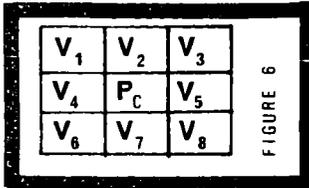
NETTOYAGE DES IMAGES GALACTIQUES

Il est courant, en astronomie pratique, de dépister sur les plaques photographiques des images galactiques contaminées par une ou plusieurs images stellaires superposées ou situées en périphérie des isophotes externes de la galaxie dominante. Il arrive aussi parfois que deux images galactiques avoisinantes chevauchent, l'une sur l'autre, de sorte que leurs isophotes externes se recoupent plus ou moins. Pour tenir compte de ces diverses situations, les auteurs ont développé un algorithme de classification non-supervisée des objets contenus dans une matrice-image. Cet algorithme, basé sur la théorie des graphes, repose essentiellement sur l'examen de l'histogramme bi-dimensionnel des intensités du flux lumineux reçu.

Le principe de base, sous-jacent à cette méthode de classification, consiste à repérer dans l'histogramme bi-dimensionnel des intensités, les pixels pour lesquels le gradient de luminosité est minimal. A cette fin, on construit d'abord, pour l'ensemble des pixels de la matrice-image étudiée, un fichier constitué des 8 voisins les plus proches de chacun d'entre eux. Ces 8 voisins correspondent aux pixels, situés à la périphérie du pixel central, situé dans un carré de dimension 3x3, par rapport à ses voisins. Pour plus de clarté, voir la figure 6.

Le fichier des voisins est ensuite balayé de façon à déterminer, pour chacun des pixels dont la valeur se situe au-dessus du fonds céleste, celui pour lequel le gradient de luminosité est maximal. Le gradient est calculé sim-

plement, comme étant la différence entre les valeurs d'intensité du pixel considéré et de son voisin. Ce voisin est alors identifié comme étant l'ancêtre du pixel étudié.



Lorsque l'on a réussi à trouver un pixel pour lequel il n'existe pas de voisin dont le gradient de luminosité est supérieur ou égal à 0, un sommet a, dès lors,

été repéré. Dans le cas où plusieurs voisins ont un gradient de luminosité nul, un plateau a été repéré; une routine, spécifiquement prévue pour traiter ce genre de situation, permettra alors de déterminer le pixel qui sera considéré comme le sommet de cette région de l'histogramme. Après avoir ainsi déterminé, par balayage du fichier des voisins, l'ensemble des sommets de l'histogramme bi-dimensionnel des intensités, le processus de classification des pixels contenus dans la matrice-image peut maintenant être effectué.

A cette fin, un numéro de classe est d'abord assigné à chacun des sommets. Par la suite, un même numéro de classe est assigné à chacun des pixels qui se situent dans la lignée des pixels ancêtres rattachés à un sommet particulier. Supposons que l'on ait défini ainsi N classes dans l'histogramme bi-dimensionnel des intensités de la matrice-image. Ces classes correspondent à des étoiles ou des galaxies dont l'étendue est plus ou moins grande, suivant le nombre de pixels qui les constituent.

Dans la plupart des cas, le sommet dominant qui comporte le plus grand nombre de pixels-ancêtres, correspondra à une image galactique dominante, alors que les autres sommets représenteront des images stellaires superposées, que l'on désire éliminer. La valeur des pixels, rattachés à ces pics secondaires, sera alors remplacée par la valeur des pixels-image, symétriques par rapport au centre de l'image galactique principale, qui coïncide avec le sommet dominant de l'histogramme. Ce processus de substitution des valeurs des pixels, dits parasites, est justifié par la symétrie des profils de luminosité des galaxies, comme nous l'avons vu précédemment.

#### CONCLUSION

Les auteurs ont appliqué ces diverses méthodes à l'analyse d'images astronomiques, contenant principalement des amas de galaxies riches, où la proportion de galaxies elliptiques est relativement élevée. Les résultats obtenus sont concluants, du point de vue méthodologique, et permettent d'espérer l'application à large

échelle des algorithmes décrits à n'importe quel type de matrice-image de nature astronomique.

#### REFERENCES GENERALES

- 1- Lorre, Jean J., William D. Benton, Denis A. Elliott (1979). Recent Developments at JPL in the application of Image Processing to Astronomy, Proceedings of the Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers, Volume 172, Instrumentation in Astronomy III, pages 394-402.
- 2- Goldberg, M., S. Shlien (1976). Computer Implementation of a Four-Dimensional Clustering algorithm, CCRS Research Report No 76-2, Ottawa, 31 pages.
- 3- Koontz W.L., Narendra P.M., and Fukunaga K. (1976). A Graph Theoretic Approach to Nonparametric Cluster Analysis, IEEE Transactions on Computers, September 1976.
- 4- De Vaucouleurs, Gérard (1976). Le monde des galaxies, Collège de France, Novembre 1976, pages 74-118.
- 5- Rheault, Claude (1979). Thèse de maîtrise, Département de physique, Université Laval, août 1979 : Un système automatisé de photométrie photographique stellaire.