

THE W3 IRS5 および Wzz (OH) の H2O マスに適用したスペクトル線 VLBI ソースの多点フリンジレートマッピング法

R. C. ウォーカー

National Radio Astronomy Observatory,^{a)} Charlottesville, Virginia 22901

Received 14 May 1981

抄録

天体物理学的メーザーは、多くの場合、各周波数において、少数のよく分離されたコンパクトな特徴からなる空間構造を持っている。このような構造のVLBI観測では、複数のピークを持つ相対的なフリンジ率スペクトルが得られる。Giuffridaは、これらのピークが、アパーチャ合成の最悪の較正困難のいくつかを回避しながら、マップを生成するために使用できることを示した。現在の多点フリンジ率マッピング法について、その利点と限界とともに、本論文で説明する。この方法は、W3 IRS5 と W3 (OH) の H2Oメーザー発光のマッピングに使用された。これらの地図には、過去に発表された観察結果と比較して、さらに詳細な情報が含まれているため、活動の中心にソースを分割することは困難である。

I. はじめに

位相情報の欠如は、超高性能^{Long}からの無線源の画像構築における基本的な困難である。ベースラインは干渉計(VLBI)データに打ち勝つことができる。この特定のスペクトル速度線データにおける差分輝度分布は、位相を使わずにandを導出できれば単純である(ただし、closure位相を使うこともできる)。その速度^{are}のデータは、位相基準として使用される。絶対位置情報は失われるが、他の速度での発光の画像は形成される可能性がある。このような画像の形成には、(1)一点フリンジ率法、(2)モデルフィッティング、(3)開口合成、(4)多点フリンジ率法の4つの方法が用いられてきた。これらの方法は、生成されるマップの精度と複雑さ、および必要なキャリブレーションの難易度において、大きく異なる。特定の試験で使用される方法は、試験の目標に依存し、この論文の複雑さを、マッピングされたソースの説明に関連付ける。1978年6月に作成されたW49NのH2Oメーザーの観察数を減らすために、現在より複数段階に精巧に開発されたパーポイントフリンジレート法である(Walker of, Matsakis the H2O, and Garcia Barreto 1981, Paper I)。W3試験IRS5と同じマッサーズのデータで作られた、^{edas}複数の点フリンジ率マップの例であるW3 present- (OH)。これらのマップは、これまでの観察結果よりも詳細であり、おそらくいくつかの活動中心から構成されていないことを示唆している。

最近メソッドまでの1点観測フリンジ率 (Moran, 1976年、この方法は、各速度におけるほとんどの輻射は、1つの点源から^{to}来ると仮定された。

位相の変化率(フリンジ率)を時間の関数として、参照特徴量の位置からのオフセットを解くために使用する。この方法は、ほとんど校正を必要としない。開口合成技術を用いていくつかの実験が行われた(Reid and Muhleman 1978 ; Walker et al. 1978 ; Reid et al. 1981)であり、輝度分布について強い仮定をしていない。これらの実験により、^{the}一点音源の仮定が非常に悪いことが多いことが示された。しかし、^{ever}は、特定の速度における天体物理学的メーザーの発光が、少数のコンパクトな光源から来る傾向があることを示した。これらの実験により、開口合成を用いたスペクトル線VLBIデータの削減は困難で時間のかかる作業であることが実証された。モデルフィッティングは、主に点源と仮定される特徴の非常に正確な相対位置を導出するために使用されてきた(Moran 1976 ; Reid et al. 1977¹⁾。

初期のフリンジ率技術で使用される一点源^{as}の^{sumpti}onに限定されるか、開口合成の困難さの多くにサブジ多^とせられる率法は、天体物理学的メーザーの典型的な多点^点開口部を利用しながら、合成を回避する^{alterna}-tiveマッピング法である。W3(} OHで_{})によって開発されたフレアリング特徴を研究することは、もともと最も困難な^{frida}(1977)の問題の一つであった。ガイド

II. 方法

フリンジ率マッピング法は、データの位相中心から角度座標^xと^yでオフセットされたフリンジ率、つまり位相の変化率^w_{forafeature}が次式で与えられるという事実を利用する。

$$\omega_f = 2\pi(x \, du/dt + y \, dv/dt), \quad (1)$$

ここで、^uと^vは投影されたベースライン成分で、単位は波長である。通常、位相中心は確立されている。

^{a)} 国立電波天文台は、Associated Universities, Inc.によって運営されている。全米科学財団と契約している。

THE MULTIPLE-POINT FRINGE-RATE METHOD OF MAPPING SPECTRAL-LINE VLBI SOURCES WITH APPLICATION TO H₂O MASERS IN W3-IRS5 AND W3(OH)

R. C. WALKER

National Radio Astronomy Observatory,^{a)} Charlottesville, Virginia 22901

Received 14 May 1981

ABSTRACT

Astrophysical masers often have spatial structures which consist of a small number of well separated, compact features at each frequency. VLBI observations of such structures produce relative fringe-rate spectra which have multiple peaks. Giuffrida has shown that these peaks can be used to produce maps while avoiding some of the worst calibration difficulties of aperture synthesis. The current multiple-point fringe-rate mapping method, along with some of its advantages and limitations, is described in this paper. The method has been used to map the H₂O maser emission in W3-IRS5 and W3(OH). The additional details seen in these maps, compared to previously published observations, make division of the sources into centers of activity difficult.

I. INTRODUCTION

The lack of phase information is a basic difficulty in the construction of an image of a radio source from Very Long Baseline Interferometer (VLBI) data. This difficulty can be overcome for spectral-line data if the brightness distribution at a particular velocity is simple and can be derived without using phase (although closure phase could be used). The data at that velocity are then used as a phase reference. Absolute position information is lost, but images of the emission at other velocities can be formed. Four methods have been used to form such images: (1) the single-point fringe-rate method, (2) model fitting, (3) aperture synthesis, and (4) the multiple-point fringe-rate method. These methods differ significantly in both the accuracy and complexity of the maps they produce, and in the difficulty of the required calibration. The method used in a particular experiment will depend on the goals of the experiment and on the complexity of the sources mapped. It is the purpose of this paper to describe, in detail, the multiple-point fringe-rate method which was developed to its current level of sophistication for the reduction of observations of H₂O masers in W49N made in June 1978 (Walker, Matsakis, and Garcia-Barreto 1981, Paper I). Maps of the H₂O masers in W3-IRS5 and W3(OH), made with data from the same experiment, are presented as examples of multiple-point fringe-rate maps. These maps are more detailed than those from previous observations and suggest that the sources probably do not consist of several centers of activity.

The single-point fringe-rate method (Moran 1976) was used in most observations until recently. For this method, the radiation at each velocity is assumed to

come from one point source. The rate of change of phase (fringe rate) as a function of time is used to solve for an offset from the position of the reference feature. The method requires very little calibration. A few experiments have been reduced using aperture synthesis techniques (Reid and Muhleman 1978; Walker *et al.* 1978; Reid *et al.* 1980; Haschick *et al.* 1981), which do not make strong assumptions about the brightness distributions. These experiments have demonstrated that the single point source assumption is very often bad. However, they do show that the emission in an astrophysical maser at a specific velocity tends to come from a small number of compact sources. These experiments have also demonstrated that reduction of spectral-line VLBI data using aperture synthesis is a difficult and time-consuming task. Model fitting has been used primarily to derive very accurate relative positions of features which are assumed to be point sources (Moran 1976; Reid *et al.* 1977). It is either limited to the single point source assumption used in the early fringe-rate technique, or subject to many of the difficulties of aperture synthesis.

The multiple-point fringe-rate method is an alternative mapping technique which takes advantage of the typical multiple-point nature of astrophysical masers, while avoiding some of the most difficult problems of aperture synthesis. It was originally developed by Giuffrida (1977) to study a flaring feature in W3(OH).

II. THE METHOD

The fringe-rate mapping methods use the fact that the fringe rate, or rate of change of phase, ω_f , for a feature offset from the phase center of the data by the angular coordinates, x and y , is given by

$$\omega_f = 2\pi(x \, du/dt + y \, dv/dt), \quad (1)$$

where u and v are the projected baseline components in units of wavelengths. The phase center is usually estab-

^{a)}The National Radio Astronomy Observatory is operated by Associated Universities, Inc., under contract with the National Science Foundation.

参照特徴量によってリファイされる。フリンジレートスペクトルは、以下の条件でフーリエ変換を行うことで得られる。振幅と位相のデータの時間シーケンス、簡略化のため、このような時間シーケンスは、通常数分から数十分の長さであり、それぞれスキャンと呼ばれる。フリンジレートスペクトルにピークがある値 w_f で見つければ、式(1)は、ピークに応答する発光が横たわるはずの天空上の線を与える。 du/dt と dv/dt は時間と共に変化するもので、異なるスキャンに対応する線が交差する点を見つけることによって、発光の位置を求めることができる。これは、既知の幾何学的パラメータ (du/dt および dv/dt) が与えられたとき、位置オフセット (x, y) のデータ ($@$) に最小二乗法を当てはめることによって正式に行うことができる。

がある場合、いくつかの方法によって、この速度が各位置にフリンジし、対応する各スキャンに対してピークが生成される。2つの発光位置がたまたま同じようなフリンジ率になるとき、ピークが混ざり合うことがある。多点フリンジレート法の目的は、多数のスキャンのフリンジレートスペクトルのピークを利用して、異なる位置の発光が可能なものを見つけることである。の選択特徴量。そこでは、以下の制約に支配される:(1)その技術は、いくつかのスキャンにおけるスプリアスピークに寛容であるべきである;(2)すべてのスキャンにおいて、すべての特徴に対応するピークが現れることを要求すべきではない;(3)マップグリッドを使用すべきではない;(4)偽の特徴を見つけることをできるだけ免れるべきである;(5)導出された特徴の位置は、データと同程度の精度であるべきである。を許容する。最初の2つの制約により、ノイズに対する信号が低い、あるいは変動するデータを使用することができる。第3の制約は、典型的なH20実験のように、ミリ秒以下の分解能で秒単位で区切られた特徴をマッピングするために必要な、巨大な配列の結果である。現在使用されている方法を以下に示す。

(1980)。主な校正ステップは、(1)各テレスコープのバンドパス応答関数を補正すること、(2)すべてのスペクトルを共通の中心速度にシフトすること、(3)空間分布がよく理解されているスペクトル特徴に位相を参照すること、(4)初期処理における遅延(通常はクロック)エラーによって生じる正しい位相スロープ、である、と(5)は、各望遠鏡の全パワースペクトルを用いて振幅を校正する。これらの校正はすべて、モデリングまたは開口合成に必要である。フリンジレート法は、一定の位相オフセットに敏感ではないので、位相勾配の除去という最も困難な校正タスクの10個分の1を必要としない。実際、単一点フリンジレート法は、位相参照を除いて、しばしばキャリブレーションなしで使用される。なぜなら、キャリブレーションされていないデータであっても、フリンジレートスペクトルの最大のピークは、スペックの流速で最も強い空間的特徴によるものであることはほぼ確実だからである。

多点フリンジレート法を使用する場合は、(4)以外のすべての校正ステップを行う必要があります。キャリブレーション後、各スキャンのデータをフーリエ変換し、各速度チャンネルのフリンジレートスペクトルを形成する。スキャンの長さの選択は、フリンジレートの分解能と視野に対する感度のトレードオフを含んでいる。導出されたフリンジ率の誤差は、積分時間の3/2乗 (emission Moran 1973 features) とともに減少するので、積分時間の長い位置によって導出されたフリンジ率の精度が大幅に向上する。フリンジレートの分解能も積分時間と共に増加し、間隔の狭いピークがあれば、これは価値がある。最後に、弱い特徴の検出に対する感度は、積分時間の平方根とともに増加する。しかし、 du/dt と dv/dt は時間と共に変化するため、位相中心からオフセットされた形状のフリンジ率は時間と共に変化する。オフセットの大きい特徴によるピークを不鮮明にし、与えられたフィットをほぼ正確な位置で困難にする。スミアは given approximately by

$$\frac{d\omega_f}{dt} \Delta t = 2\pi \left(\frac{d^2u}{dt^2} x + \frac{d^2v}{dt^2} y \right) \Delta t, \quad (2)$$

ここで、 Δt はスキャンの長さである。 a に対する値が1/4次であるようなスミアリングを維持したい場合、フリンジ率のresoが必要である。

lution, which is about $1/\Delta t$, we require

$$\left(\frac{d\omega_f}{dt} \right) \Delta t < 1 / \Delta t, \text{ まずデータを校正する必要があり、スペクトル線VLBIデータのキャリブレーションは、Reidらの付録に記載されている。} \quad (3)$$

$$\frac{d^2u}{dt^2} x + \frac{d^2v}{dt^2} y < \frac{1}{2\pi \Delta t^2}. \quad (4)$$

フリンジ率を決定できる精度は、データのS/Nに依存するが、許容できるスミアの度合いは、最終的なソース位置の望ましい精度に依存するため、上記の制約は正確ではない。で定義される矩形の視野(ウィンドウ)を使用するのが便利なが多い。

$$|x| < \min \left[\left(2\pi \Delta t^2 \frac{d^2u}{dt^2} \right)^{-1} \right], \quad (5)$$

$$|y| < \min \left[\left(2\pi \Delta t^2 \frac{d^2v}{dt^2} \right)^{-1} \right],$$

ここで、最小値はマップに寄与するすべてのスキャンにわたって取られ、コーナーの特徴に対するスミアの増加が許容される。

ウィンドウのサイズは、スミアリングの制約を変更するか、積分時間を変更することで調整することができる。スキャンの長さは、ソースの性質と実験のゴールに基づいて選択されなければならない。ソースの総範囲より小さいウィンドウを強制的に使用した場合、参照特徴から位相中心をオフセットした複数のマップを作成することで、領域全体をマッピングすることができます。これは、この論文で後述するマップと、論文Iで紹介するW49Nのマップに対して行われた。

フリンジレートスペクトルが得られたら、フリンジレートのピークを分離し、それぞれの振幅とレートで補間して求める。ノイズピークと発光による実ピークを区別するために注意が必要である。

lished by a reference feature. A fringe-rate spectrum may be obtained by performing a Fourier transform on a time sequence of amplitude and phase data. For simplicity, each such time sequence, which is typically a few minutes or tens of minutes long, will be called a scan. If a peak is found in a fringe-rate spectrum at a value ω_f , Eq. (1) gives a line on the sky along which the emission corresponding to the peak must lie. Since du/dt and dv/dt change with time, it is possible to find the position of the emission by finding the point at which the lines corresponding to different scans intersect. This can be done formally by a least-squares fit to the data (ω_f) for the position offset (x, y), given the known geometric parameters (du/dt and dv/dt).

If there is emission at the same velocity at several locations, several fringe-rate peaks, one corresponding to each location, will be produced for each scan. The peaks will occasionally be blended when two emission locations happen to produce similar fringe rates. The object of the multiple-point fringe-rate method is to utilize the peaks in the fringe-rate spectra of a number of scans to find the different locations of emission features. There are several ways this could be done. The choice of a technique is governed by the following constraints: (1) the technique should be tolerant of spurious peaks in some scans; (2) it should not require that peaks corresponding to all features appear in all scans; (3) it should not use a map grid; (4) it should be as immune as possible to finding false features; and (5) the derived feature positions should be as accurate as the data will allow. The first two constraints allow the use of data of low or variable signal-to-noise. The third constraint is a consequence of the huge arrays that would be needed to map features separated by arcseconds with a resolution of a milliarcsecond or less as in a typical H_2O experiment. The method currently in use is described below.

First the data must be calibrated. The calibration of spectral-line VLBI data is described in the Appendix to Reid *et al.* (1980). The major calibration steps are to: (1) correct for the bandpass response function of each telescope, (2) shift all spectra to a common center velocity, (3) reference the phases to a spectral feature whose spatial distribution is well understood, (4) correct phase slopes caused by delay (usually clock) errors in the initial processing, and (5) calibrate the amplitudes using the total-power spectra from each telescope. All of these calibrations are required for modeling or for aperture synthesis. The fringe-rate methods are not sensitive to constant phase offsets and so do not require what is often one of the hardest calibration tasks—the removal of phase slopes. In fact, the single-point fringe-rate method is often used without any calibration, except phase referencing, since the largest peak in a fringe-rate spectrum of even uncalibrated data is almost certainly due to the most intense spatial feature at the velocity of the spectrum. If the multiple-point fringe-rate method is to be used, all the calibration steps except (4) should be done.

After calibration, the data from each scan are Fourier

transformed to form the fringe-rate spectrum of each velocity channel. The choice of the length of a scan involves a trade-off of fringe-rate resolution and sensitivity against field of view. The error in a derived fringe rate decreases with the $3/2$ power of the integration time (Moran 1973) so the accuracy of derived positions of emission features is greatly enhanced by long integration times. The fringe-rate resolution also increases with integration time, which can be valuable if there are closely spaced peaks. Finally, the sensitivity for the detection of weak features increases with the square root of the integration time. However, the fringe rate of a feature offset from the phase center changes with time, since du/dt and dv/dt change with time. This will smear the peak due to a feature with a large offset and make the fit for an accurate position difficult. The smearing is given approximately by

$$\frac{d\omega_f}{dt} \Delta t = 2\pi \left(\frac{d^2u}{dt^2} x + \frac{d^2v}{dt^2} y \right) \Delta t, \quad (2)$$

where Δt is the length of a scan. If we want the smearing to be kept to a value on the order of the fringe-rate resolution, which is about $1/\Delta t$, we require

$$(d\omega_f/dt) \Delta t < 1/\Delta t, \quad (3)$$

or

$$\frac{d^2u}{dt^2} x + \frac{d^2v}{dt^2} y < \frac{1}{2\pi \Delta t^2}. \quad (4)$$

The accuracy with which fringe rates can be determined depends on the signal-to-noise of the data, while the degree of smearing that can be tolerated depends on the desired accuracy of the final source positions, so the above constraint is not precise. It is often convenient to use a rectangular field of view, or window, defined by

$$|x| < \min \left[\left(2\pi \Delta t^2 \frac{d^2u}{dt^2} \right)^{-1} \right], \quad (5)$$

$$|y| < \min \left[\left(2\pi \Delta t^2 \frac{d^2v}{dt^2} \right)^{-1} \right],$$

where the minimum is taken over all scans contributing to the map, and where increased smearing for features in the corners is tolerated.

The size of the window can be adjusted either by altering the constraint on the smearing or by changing the integration time. The length of a scan must be chosen based on the nature of the source and the goals of the experiment. If one is forced to use a window that is smaller than the total extent of the source, the whole region can be mapped by making several maps with phase centers offset from the reference feature. This was done for the maps presented later in this paper and for the map of W49N presented in Paper I.

Once the fringe-rate spectra are obtained, the separate fringe-rate peaks are located and an interpolated amplitude and rate are obtained for each one. Care must be taken to distinguish between noise peaks and real peaks due to emission features. This is done in our pro-

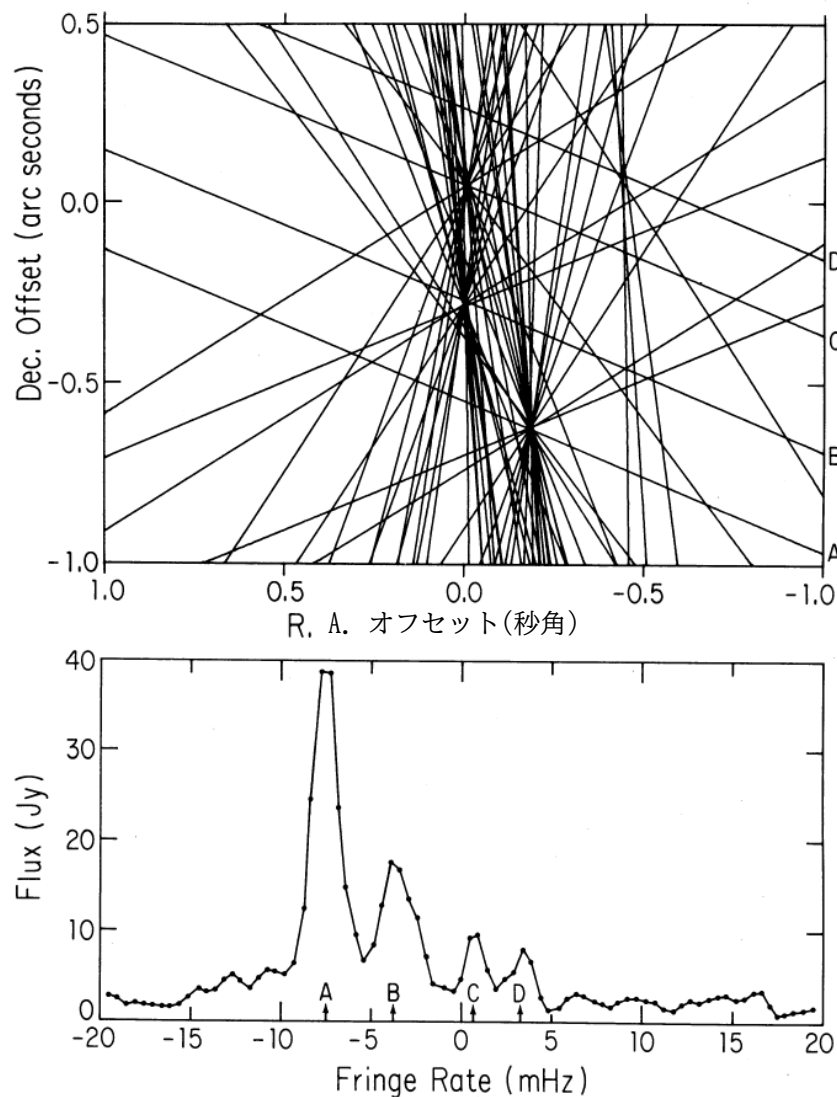


図1. 1. 下のプロットは、音源W49Nの1スキアンから1つの速度チャンネルのフリンジレートスペクトルである。4つのピークがあり、それぞれがセブ空上のアレートフィーチャー。各ピークコンファインは対応する下のプロットにピークを持ち、空上の線に沿っているのが特徴である。上のプロットは、多くのスキアン、上のプロットの対応する線は、相関のある実験室で作成された A D である。これらのデータには、明らかに4つのsepa-レートの特徴があり、そのうちの1つ(線Dに対応)は、フリンジレートのピークが不鮮明になり、正確なレート位置の導出ができなくなるように、位相中心から十分に離れている。R. A. で reasonable の位置が確認できるウィンドウは約0.5である。この低偏角線源では、20分積分でDec1. の2' ' 0で。ウィンドウはbyデータの中心をずらすことで移動できる。

これは、各ピークがピークにないデータの実効振幅の a 倍より大きいこと、および 2 つのブレンドピークが同じ実効振幅の 6 倍のディップで分離されることを要求することによって行われる。係数 a と b はユーザーが選択でき、スペクトルの点数とデータの質によって、通常 3.5-5 である。

現在のプログラムでは、ピークの最高点3点の2次解を用いて、各ピークの補間された振幅とレートを求める。補間に使用されるフリンジレートスペクトルは、複雑なフリンジ振幅対時間のデータ配列から作成され、少なくとも3/2元の長さにゼロでパディングされている必要がある。このような「過剰分解」されたスペクトルの点は相関しており、補間の精度を大きく証明している。

信号対雑音比が高く、スペクトルが十分に過大に分解されているデータでは、この補間手順は有意な誤差を導入すべきではない。しかし、低S/Nデータでは、フリンジレートの分解能のオーダーに誤差が生じる可能性がある。より複雑で非線形なフィッティング手順は、そのような場合に有効であり、すぐに試されるであろう。

補間されたフリンジ率は、図の例のような折れ線グラフを形成するために使用することができる。1. この例では、マッピングがどのように機能するかを示し、遭遇する問題のいくつかを示す。プロットが作成された速度チャンネルには、4つの空間的特徴が含まれていることは明らかである。そのうちの1つ(特徴D)は、窓の外にあり、不鮮明さのために定義が不十分な場所を示している。特徴の位置を求め、適合させるコンピュータプログラムは、以下のものを選択できなければならない。

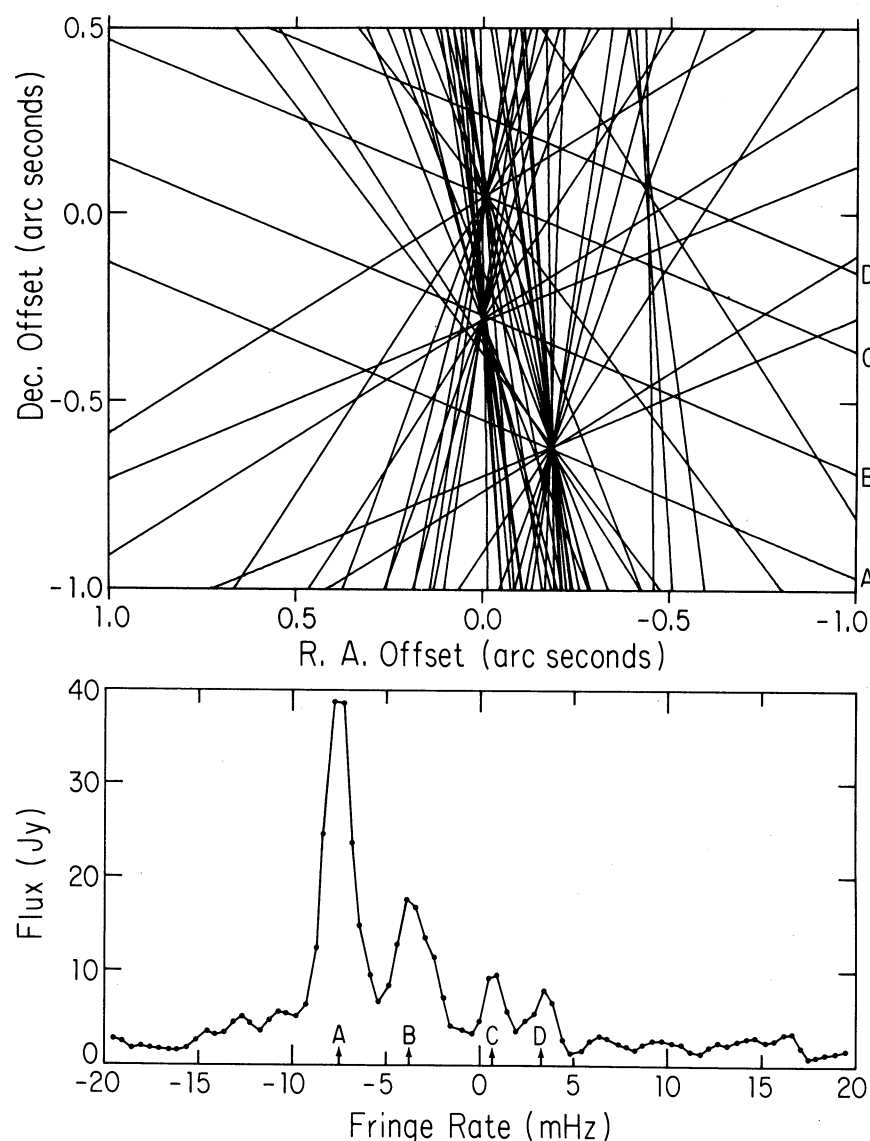


FIG. 1. The lower plot is a fringe-rate spectrum of one velocity channel from one scan for the source W49N. There are four peaks, each corresponding to a separate feature on the sky. Each peak confines its corresponding feature to lie along a line on the sky. The upper plot shows such lines from many scans. The peaks in the lower plot and their corresponding lines in the upper plot are labeled A-D. There are clearly four separate features at the velocity of these data, including one (corresponding to line D) that is sufficiently far from the phase center so that smearing of the fringe-rate peaks will prevent derivation of an accurate position. The window in which reasonable positions can be found is about 0.5 in R.A. by 2.0 in Decl. for this low-declination source with 20-min integrations. The window can be moved by shifting the phase center of the data.

grams by requiring each peak to be larger than a factor a times the rms amplitude of data not in peaks, and by requiring that two blended peaks be separated by a dip of a factor b times the same rms amplitude. The factors a and b can be chosen by the user and are typically 3.5–5, depending on the number of points in the spectra and on the quality of the data.

The current programs obtain the interpolated amplitude and rate of each peak by using a quadratic solution of the three highest points of the peak. The fringe-rate spectra used for the interpolation should be produced from data arrays of complex fringe amplitude versus time, which have been padded with zeros to at least $3/2$ their original length. The points in such “over-resolved” spectra are correlated, which greatly improves the accuracy of the interpolation. For data with a

high signal-to-noise ratio and sufficiently over-resolved spectra, this interpolation procedure should not introduce significant errors. For low signal-to-noise data, however, errors on the order of the fringe-rate resolution may be introduced. A more complex, nonlinear fitting procedure would help in such cases and will be tried soon.

The interpolated fringe rates can be used to form line plots such as the example in Fig. 1. This example shows how the mapping works and shows some of the problems that are encountered. It is clear that the velocity channel for which the plot was made contains four spatial features, including one (feature D) which is outside the window and shows a poorly defined location owing to smearing. A computer program that finds and fits for the location of the features must be able to select the

1981AJ線(フリンジ・レート・ピーク)は、各特徴に関連しており、相関のない交差点を棄却できなければならない。を生成する。このタスクを達成するために使用するプログラムは、以下の手順を使用する。観察者によって、特徴量の探索の出発点となる最適なスキャンがいくつか選択される。最初を選択されたスキャンからの最初のラインは、他のすべてのスキャンからのラインとの交差の最も高い密度の位置について検査される。この位置から指定された距離内を通過するすべての線は、特徴位置の適合に使用される。距離は、線に対応するフリンジ率の感度と、位置オフセットに対する感度で指定され、線ごとに異なる。そして、フィットの最悪のフリンジ率が拒否され、フィットが繰り返される。この反復手順は、フィットが十分に考慮されるか、残される線が少なすぎるか、最大反復回数に達するまで続けられる。その後、プログラムは最初を選択されたスキャンの2行目に戻り、このプロセスを繰り返す。これは、選択されたスキャンのall行がなくなるまで続けられる。このプロセスを通して、以前のフィットで使用されたラインは、新しいフィットを開始するための場所を見つけるために使用することはできない。しかし、出発地のすぐ近くにいれば、新しいフィットで使うことができる。さらに、後のサイクルでは、新しい点が見つかったものと同じではないことを確認する。この全プロセスを各速度チャンネルについて繰り返す。

このプログラムは、特に合理的な特徴がうまくあるときに機能するが、近い図のような折れ線グラフを調べるのはまだ賢明である。を一緒にする1、chan-。これは、各マップの特徴がプロットで見えるように、十分に間隔をあけて配置されている。本論文や論文Iで紹介したような、ほぼすべての特徴が少なくとも2つか3つのチャンネルに現れるデータについては、他のすべてのチャンネルのプロットを調べた。人は特徴を選択するために必要なパターン認識タスクに長けているので、この手順はスプリアス特徴をほぼ完全に除去する必要がある。

各メーザーの特徴は、一般に、隣接する速度で複数のチャンネルマップに現れる。マップからのデータを用いて、特徴位置、フラックス密度、速度を解きます。これらは最終的なマップを作成するために使用される値である。チャンネルマップデータは、平均位置が領域内にある特徴量に、長さの長い点をすべて追加するだけで、空上の指定された領域内の発光のスペクトルを導出するためにも使用できる。

マップから得られるスペクトルやフラックス密度は、慎重に扱う必要がある。マップフィーチャーのフラックス密度は、そのフィーチャーに対応するフリンジレートの各ピークのフラックス密度の平均値である。したがって、2つの特徴が同じフリンジ率でピークを与えるスキャンがある場合、両方の特徴のフラックスは増加する傾向がある。また、ある特徴が部分的に解決された場合、マップ内のフラックス密度は減少する。天体物理学的メーザーの磁束密度は、メーシング領域における形状、速度場、ポンプの小さな変動に非常に敏感であるため、ほとんどの実験において、

正確な磁束密度は、全体的なソース構造を理解しようとする正確な位置と速度ほど重要ではない。フラックス変動の研究のように、フラックス密度が実験にとって重要である場合、上記の問題を避けるために細心の注意を払う必要があり、あるいは、マップ_{の作成に開口合成技術^{should}を使用する必要がある。}

理想的な条件下でのマップ内の特徴の相対位置の精度は、位相を使用して利用可能な精度に近づくことができる。しかし、理想的な条件が得られることはめったにない。通常、マップ作成に使用される相対フリンジレートの精度は、S/N比が低い、位置のずれが大きい、特徴の混同や分解能が高い、ドリフトクロックによる位相の傾きが変化する、参照特徴の品質が悪い、スキャン時間が不十分であるなどの理由で制限される。複数のスキャンがある場合、各特徴位置の精度は、最小二乗フィッティング処理による正式な誤差で与えられる。ほとんどの実験において、誤差は広い範囲をカバーし、フリンジ間隔の2倍のオーダーの典型的な値である。

III. 観測結果

W3 IRS5、W3 (OH)、W49NのH2Oメーザーは1978年6月14日から16日にかけて、論文Iの3つのステーションVLBI観測を行った。W49Nは実験の主要なターゲットであり、その天体が紹介されている実験の386個の特徴的な多点フリンジ率マップも論文Iに示されている。ヘイスタック天文台観測所の37m望遠鏡の詳細は、マサチューセッツ州ウェストフォード、ウェストバージニア州グリーンバンクにあるNational Radio Astronomy Observatoryの43m望遠鏡に記載されている。カリフォルニア州ビッグパインにあるオーエンズ・ヴァル・レイ電波観測所の40m望遠鏡。3つの望遠鏡はすべてメーザー時間基準とメーザー受信機を装備していた。データはMark II VLBIシステム(Clark 1973)で2MHzの帯域幅で記録され、バージニア州CharlottesvilleのNR A0相関器で処理された。W3 (OH) では、4つの帯域で1秒ごとに周波数を切り替えることで、高速の特徴が観察された。マップは、Sec.で説明した多重点フリンジ率法を用いてデータから作成した。II.

a) W3(OH)

多点フリンジ率マッピング法(Giuffrida 1977)の最初の使用は、1977年半ばの36日間にフレアと減衰したW3 (OH) の特徴を研究する努力の一部であった(Haschick, Burke, and Spencer 1977 ; Burke, Giuffrida, and Haschick 1978)。W3 (OH) の全パワースペクトル(図.2)は、少数のオーバーラップ特徴から構成されているように見えるが、欺瞞的に類似している。しかし、VLBIデータは、各速度において空間的に分離された複数の特徴から構成されていることがわかる。

lines (fringe-rate peaks) which go with each feature, and must be able to reject intersections that do not correspond to a feature. The program we use to accomplish this task uses the following procedure. A few of the best scans are selected by the observer to serve as the starting points for the search for features. The first line from the first selected scan is examined for the location of the highest density of intersections with the lines from all other scans. All lines passing within a specified distance of this location are used to fit for a feature position. The distance is specified in terms of the sensitivity of the fringe rate corresponding to the line, and to position offsets, and is different for each line. The worst fringe rates in the fit are then rejected and the fit is repeated. This iteration procedure is continued until the fit is considered good enough, there are too few lines left, or a maximum number of iterations is reached. The program then returns to the second line in the first selected scan and repeats the process. This is continued until all lines in the selected scans are exhausted. Throughout the process, lines which have been used in a previous fit cannot be used in finding the location to begin a new fit. However, they can be used in the new fit if they lie sufficiently close to the starting location. In addition, in later cycles, a check is made to ensure that the new point is not the same as one found earlier. This whole process is repeated for each velocity channel.

The program works reasonably well but it can still be confused, especially when features lie close together. It is wise to examine the line plots, such as Fig. 1, for channels spaced closely enough so that each map feature is seen in a plot. For data such as those presented in this paper and in Paper I, where nearly every feature appeared in at least two or three channels, plots for every other channel were examined. Since people are adept at the pattern recognition task required to select features, this procedure should almost completely eliminate spurious features.

Each maser feature will generally appear in several channel maps at adjacent velocities. The data from the maps are used to solve for the feature position, flux density, and velocity. These are the values that are used to make the final maps. The channel map data can also be used to derive spectra of the emission within a specified region on the sky, simply by adding all points that belong to features whose mean position lies within the region.

Any spectra or flux densities derived from the maps should be treated with caution. The flux density of a map feature is simply the average of the flux density in each of the fringe-rate peaks corresponding to that feature. Therefore, if there is a scan for which two features give peaks at the same fringe rate, the flux of both features will tend to be increased. In addition, if a feature is partially resolved, the flux density in the maps will be reduced. The flux density of an astrophysical maser is very sensitive to small variations in the geometry, velocity field, and pump in a masing region, and therefore, for

most experiments, accurate flux densities are not as important as accurate positions and velocities in attempts to understand the overall source structure. If the flux densities are crucial to the experiment, as in studies of flux variations, great care should be taken to avoid the above problems, or the aperture synthesis technique should be used to make maps.

The accuracy of the relative positions of features in the maps, under ideal conditions, can approach that available using phases. However, ideal conditions are seldom obtained. Usually the accuracy of the relative fringe rates used to make the maps is limited by low signal-to-noise ratio, smearing due to large position offsets, confusion or resolution of features, changing phase slopes due to drifting clocks, poor reference feature quality, or insufficiently long scans. If there are several scans, the accuracy of each feature position is given by the formal errors from the least-squares fitting procedure. For most experiments, the errors cover a wide range with typical values on the order of twice the fringe spacing.

III. OBSERVATIONS

Three-station VLBI observations of the H₂O masers in W3-IRS5, W3(OH), and W49N were made on 1978 June 14–16. W49N was the primary target of the experiment and a 386-feature multiple-point fringe-rate map of that source is presented in Paper I. The details of the experiment are also given in Paper I. The stations were the 37-m telescope of the Haystack Observatory in Westford, Massachusetts, the 43-m telescope of the National Radio Astronomy Observatory in Green Bank, West Virginia, and the 40-m telescope of the Owens Valley Radio Observatory in Big Pine, California. All three telescopes were equipped with maser time standards and maser receivers. The data were recorded on the Mark II VLBI system (Clark 1973) at a bandwidth of 2 MHz and processed on the NRAO correlator in Charlottesville, Virginia. For W3(OH), high-velocity features were observed by switching frequencies every second over four separate bands. Maps were produced from the data using the multiple-point fringe-rate method described in Sec. II.

a) W3(OH)

The first use of a multiple-point fringe-rate mapping method (Giuffrida 1977) was part of an effort to study a feature in W3(OH) which flared and decayed in a 36-day period in mid-1977 (Haschick, Burke, and Spencer 1977; Burke, Giuffrida, and Haschick 1978). The total-power spectrum of W3(OH) (Fig. 2) is deceptively simple, apparently consisting of a small number of overlapping features. The VLBI data, however, show that it consists of several spatially separated features at each velocity. In fact, earlier attempts to map the source with aperture synthesis (Walker *et al.* 1978) were frustrated by lack of a reference feature. Only the most general

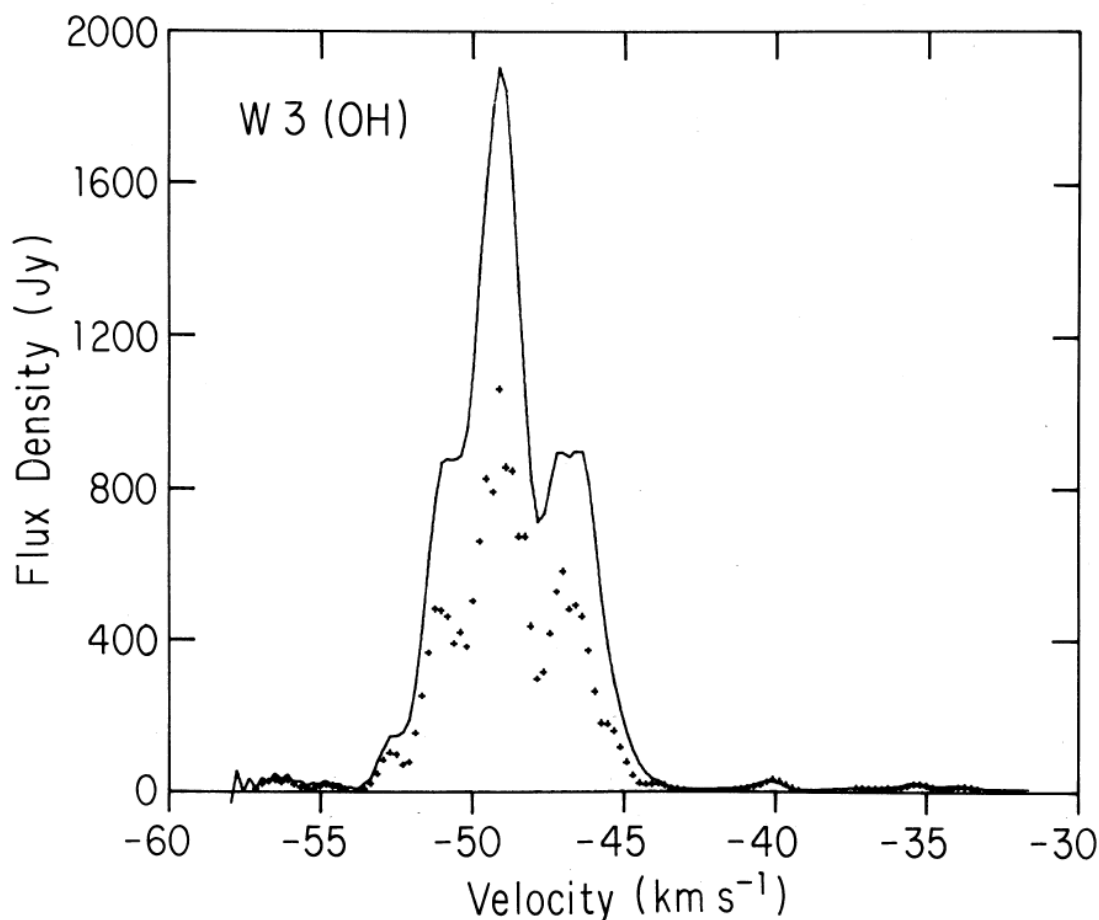


図2. 2. 1978年6月のW3 (OH) の全パワースペクトルを実線で示す。記号は、図のマップの各速度におけるフラックス密度の和を示す。3. フラックス密度スケールは最大30%誤差がある。

実際、開口合成で音源をマッピングする以前の試み(Walker et al. 1978) は、参照機能の欠如によって挫折した。このようなデータから得られる一点フリッジ率マップの最も一般的な特徴のみが考えられる。多点フリッジレート法を用いて、フレアリング特徴を他の特徴から同じ速度で分離した。

1978年6月のW3 (OH) のマップをin Fig_{. 速度, フラックス密度, R. A. オフセット from the 基準特徴量と、その誤差and 全速度範囲を表Iに示す。スペクトルチャンネルには1つの点音源が含まれていないため、位相参照として、一方が他方よりはるかに強い、大きく離れた2つの特徴を含むチャンネルを使用した。走行平均位相は、遠くの特徴の影響を除去するために使用された。各速度チャンネルのマップにおける総電力を図に示す。2. 欠落したフラックス密度は、おそらくマッピングされなかったof 紛らわしい特徴の組み合わせと、マップ特徴の一部の部分的な解像度を表している。このマップの一般的な特徴は、これまでの観測結果と一致している。

この天体は、 $2''0 \times 0''5$ の弱い特徴群の東端にある、大きさが $0''2$ 程度の領域に限定された明るい特徴の弧からなる(Walk- er et al. 1978 ; Giuffrida 1977 ; Genzel et al. 1978)。速度範囲 $6 \sim 105 \text{ km s}^{-1}$ の4つの周波数窓を調べたが、 $58 \sim 31 \text{ km s}^{-1}$ の2MHz窓以外では特徴は検出されなかった。

W3 (OH) のマップは、拡張領域の弱い特徴が明るい結び目の全速度範囲をカバーすることを示している。拡張領域における検出限界以上の特徴量の全速度範囲は、明るい結び目よりも50%大きいだけなので、これらの特徴量がGenzelらによって議論されたように「高速特徴量」である場合、以下になる。(1978), 視線に対して横方向に動いていることが必要である。GenzelらによるOrionで行われたような、新しい手法やアストロメトリ測定を用いた古いデータの再解析。(1980), これらの特徴の性質を明らかにすることができる。我々のマップとGiuffrida (1977) のマップを比較すると、明るい結び目内の横方向の運動は小さい($< 10 \text{ km s}^{-1}$ または 20 km s^{-1})が、

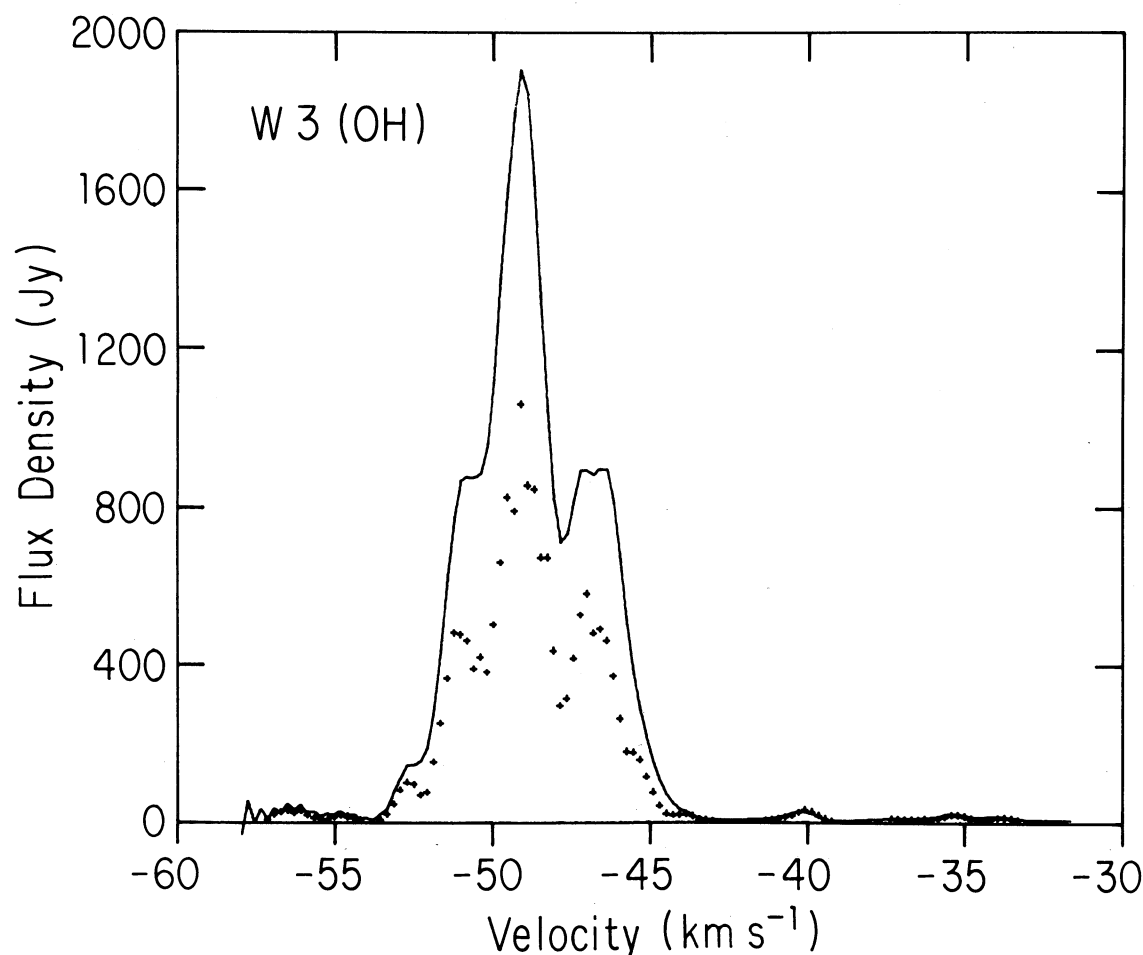


FIG. 2. The total-power spectrum of W3(OH) in June 1978 is shown by a solid curve. The symbols show the sum of the flux densities at each velocity in the map of Fig. 3. The flux density scale may be in error by up to 30%.

characteristics of single-point fringe-rate maps produced from such data can be believed. The multiple-point fringe-rate method was used to separate the flaring feature from the other features at the same velocity.

The map of W3(OH) in June 1978 is presented in Fig. 3. The velocity, flux density, R.A., and Decl. offsets from the reference feature, with their errors, and the total velocity range of each feature are given in Table I. No spectral channel contains a single point source, so a channel containing two widely separated features, one much stronger than the other, was used as a phase reference. A running average phase was used to smear out the effects of the distant feature. The total power in the map of each velocity channel is shown in Fig. 2. The missing flux density presumably represents a combination of confusing features which were not mapped, and partial resolution of some of the map features. The general characteristics of the map agree with previous observations: the source consists of an arc of bright features confined to a region about $0''.2$ in size which lies at

the east end of a $2''.0 \times 0''.5$ group of weak features (Walker *et al.* 1978; Giuffrida 1977; Genzel *et al.* 1978). Four frequency windows, covering the velocity range -6 to -105 km s $^{-1}$ were examined, but no features were detected outside of the 2-MHz window covering -58 to -31 km s $^{-1}$.

The map of W3(OH) shows that the weak features in the extended region cover the whole velocity range of the bright knot. The total velocity range of features above our detection limit in the extended region is only 50% larger than in the bright knot, so if these features are "high-velocity features" as discussed by Genzel *et al.* (1978), they must be moving transverse to the line of sight. A reanalysis of old data using the new techniques or astrometric measurements, such as those performed on Orion by Genzel *et al.* (1980), could clarify the nature of these features. Comparison of our map with the maps of Giuffrida (1977) indicates that transverse motions within the bright knot are small (< 10 or 20 km s $^{-1}$), while two of the outer features may have transverse ve-

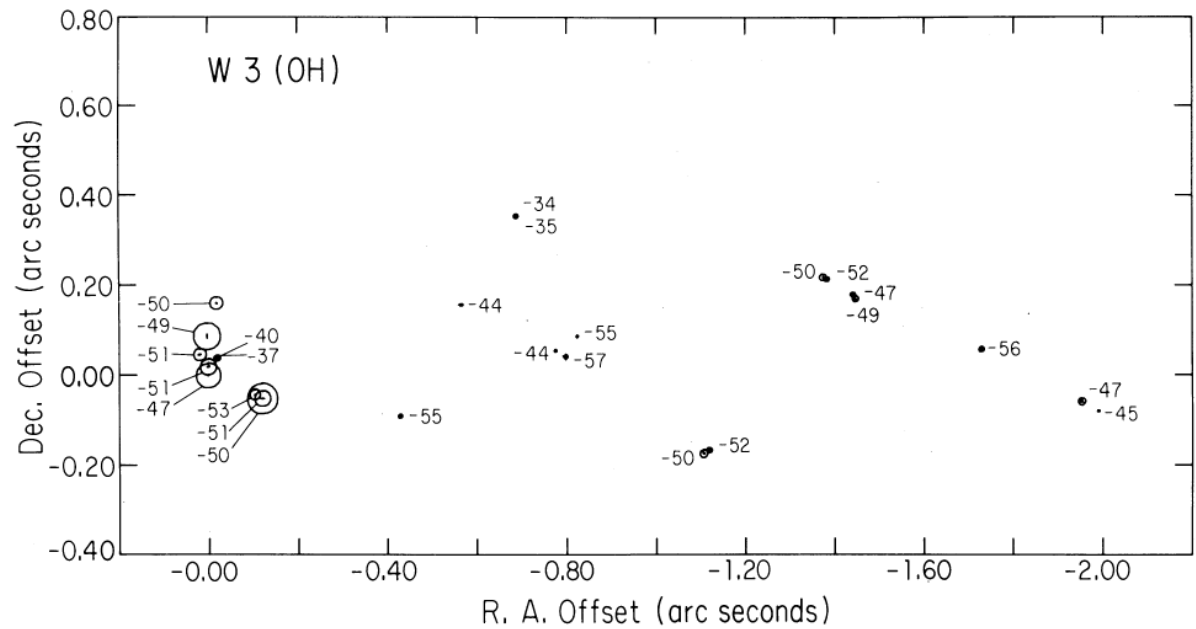


図3. 3. W3 (OH) 中の H2Oメーザーのマップ。各特徴は、その面積がフラックス密度に比例する円と、その腕が特徴位置の1シグマ誤差を示す十字で示されている。

外側の特徴のうち2つは明るい結び目から50-100 km s⁻¹の横方向のve-locitiesを持つ可能性がある。しかし、このデータは高速運動の決定的な証拠を与えるには十分な品質ではない。拡張領域に明らかなクラスタリングがないことは、特徴が完全に分離しているのではなく、明るい結び目のエネルギー源と関連していることを示唆している。

b) W3-IRS5

W3 IRS5 [W3 (C) H2O]の全パワースペクトルを図に示す。4. このソースは、明確に分離されたいくつかの行から構成されており、そのうちのいくつかは混同されない。36.8 km s⁻¹に、本当にポイントリックな参照フィーチャーが見つかった。ソースのマップを図に示す。5 であり、各マップチャンネルの総電力は図に示すとおりである。4. 各特徴のパラメータを表IIに示す。

このsourceの未混同の特徴量については、検出力の欠落はおそらくその特徴量が解決されたことを示す。W3 (OH) については、いくつかの特徴を持つ速度チャンネルの検出力の欠落は、追加的な、見逃された特徴を表すかもしれない。このマップは、Genzel et al.によって要約された、以前に発表された結果と概ね一致している。(1978)。しかし、Genzel et al.が提案した活動拠点間の 42km s⁻¹と 41km s⁻¹の特徴を追加することは、このような問題を引き起こす。(1978) は、提案されたクラスタリングに疑問を投げかけている。最も南にある特徴は別個のものである可能性があるが、残りの特徴は1個のオブジェクトに関連している可能性が高い。グループの大きさは7×1016cm(距離3kpcと仮定)であり、W3(OH)とW49Nの他のグループと比較して大きくはない。

IRS5は遠赤外線放射の強力な供給源である

表 I. W3 (OH) の水メーザー。

VELOCITY KM S ⁻¹	FLUX JY	RA OFFSET 0".001	DEC OFFSET 0".001	RANGE KM S ⁻¹	VELOCITY KM S ⁻¹	FLUX JY	RA OFFSET 0".001	DEC OFFSET 0".001	RANGE KM S ⁻¹
-56.8	11	-798.2+-2.0	40.6+-7.0	2.1	-49.6	730	-120.0+-4.1	-50.5+-1.5	3.0
-56.3	22	-1729.7 0.7	56.5 0.7	1.7	-48.7	30	-1447.6 0.8	169.7 2.0	0.8
-54.8	12	-428.2 0.4	-89.9 0.7	1.1	-48.7	576	3.4 0.5	87.6 5.0	2.7
-54.8	4	-823.2 1.9	85.8 4.2	0.8	-47.1	41	-1953.4 0.4	-58.3 0.8	1.1
-52.7	86	-102.9 0.3	-41.7 0.1	1.5	-46.6	471	0.5 0.5	0.4 0.6	4.8
-52.0	25	-1118.4 0.7	-166.4 1.3	1.7	-46.6	19	-1441.4 0.7	179.4 1.0	0.4
-51.6	21	-1383.1 3.3	213.3 4.5	0.2	-44.9	5	-1990.6 0.7	-80.1 1.0	0.4
-51.2	200	-120.2 0.3	-50.2 0.6	1.5	-43.9	6	-565.1 3.3	156.6 0.8	0.6
-51.1	125	19.2 2.1	47.1 0.7	1.9	-43.8	5	-775.1 1.2	53.4 1.7	1.5
-50.9	205	0.7 1.3	19.5 0.5	1.9	-40.0	28	-19.4 0.5	39.5 0.4	2.3
-50.4	38	-1374.3 0.5	217.3 1.0	0.2	-37.3	1	-22.1 0.1	35.7 0.1	0.2
-50.2	49	-1106.4 0.8	-173.7 0.9	0.4	-35.3	16	-686.5 1.0	353.2 0.9	3.0
-50.0	134	-18.2 1.2	161.5 0.5	0.6	-33.9	8	-686.1 0.6	353.1 0.6	1.3

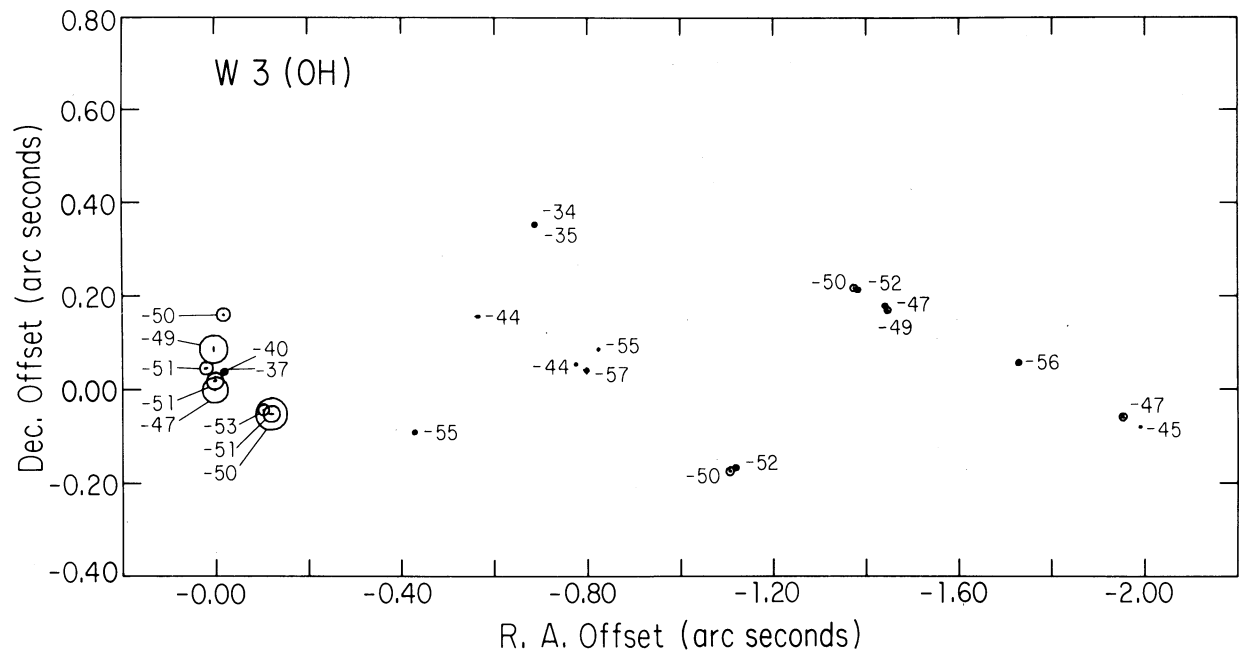


FIG. 3. The map of the H₂O masers in W3(OH). Each feature is marked by a circle whose area is proportional to its flux density and by a cross, the arms of which indicate the one sigma errors in the feature position.

locities of 50–100 km s^{−1} away from the bright knot. However, the data are not of sufficient quality to give conclusive evidence of high-velocity motion. The lack of obvious clustering in the extended regions suggests that the features are associated with the energy source of the bright knot rather than being totally separate.

b) W3–IRS5

The total-power spectrum of W3–IRS5 [sometimes called W3(C) H₂O] is shown in Fig. 4. This source consists of several clearly separated lines, some of which are not confused. A reference feature which is truly point-like was found at −36.8 km s^{−1}. The map of the source is shown in Fig. 5 and the total power in each map channel is shown in Fig. 4. The parameters of each feature are

given in Table II. For unconfused features in this source, the missing power probably indicates that the feature is resolved. As for W3(OH), missing power in velocity channels with several features may represent additional, missed features. The map agrees, generally, with previously published results which are summarized by Genzel *et al.* (1978). However, the addition of the features at −42 and −41 km s^{−1} between the centers of activity suggested by Genzel *et al.* (1978) casts some doubt on the suggested clustering. While the most southern features are possibly separate, it seems plausible that the rest of the features are associated with one object. The size of the group, 7 × 10¹⁶ cm (assuming distance of 3 kpc), is no larger than other groups of apparently related features in W3(OH) and W49N.

IRS5 is a powerful source of far-infrared radiation

TABLE I. Water masers in W3(OH).

VELOCITY KM S ^{−1}	FLUX JY	RA OFFSET 0".001	DEC OFFSET 0".001	RANGE KM S ^{−1}	VELOCITY KM S ^{−1}	FLUX JY	RA OFFSET 0".001	DEC OFFSET 0".001	RANGE KM S ^{−1}
−56.8	11	−798.2±2.0	40.6±7.0	2.1	−49.6	730	−120.0±4.1	−50.5±1.5	3.0
−56.3	22	−1729.7 0.7	56.5 0.7	1.7	−48.7	30	−1447.6 0.8	169.7 2.0	0.8
−54.8	12	−428.2 0.4	−89.9 0.7	1.1	−48.7	576	3.4 0.5	87.6 5.0	2.7
−54.8	4	−823.2 1.9	85.8 4.2	0.8	−47.1	41	−1953.4 0.4	−58.3 0.8	1.1
−52.7	86	−102.9 0.3	−41.7 0.1	1.5	−46.6	471	0.5 0.5	0.4 0.6	4.8
−52.0	25	−1118.4 0.7	−166.4 1.3	1.7	−46.6	19	−1441.4 0.7	179.4 1.0	0.4
−51.6	21	−1383.1 3.3	213.3 4.5	0.2	−44.9	5	−1990.6 0.7	−80.1 1.0	0.4
−51.2	200	−120.2 0.3	−50.2 0.6	1.5	−43.9	6	−565.1 3.3	156.6 0.8	0.6
−51.1	125	19.2 2.1	47.1 0.7	1.9	−43.8	5	−775.1 1.2	53.4 1.7	1.5
−50.9	205	0.7 1.3	19.5 0.5	1.9	−40.0	28	−19.4 0.5	39.5 0.4	2.3
−50.4	38	−1374.3 0.5	217.3 1.0	0.2	−37.3	1	−22.1 0.1	35.7 0.1	0.2
−50.2	49	−1106.4 0.8	−173.7 0.9	0.4	−35.3	16	−686.5 1.0	353.2 0.9	3.0
−50.0	134	−18.2 1.2	161.5 0.5	0.6	−33.9	8	−686.1 0.6	353.1 0.6	1.3

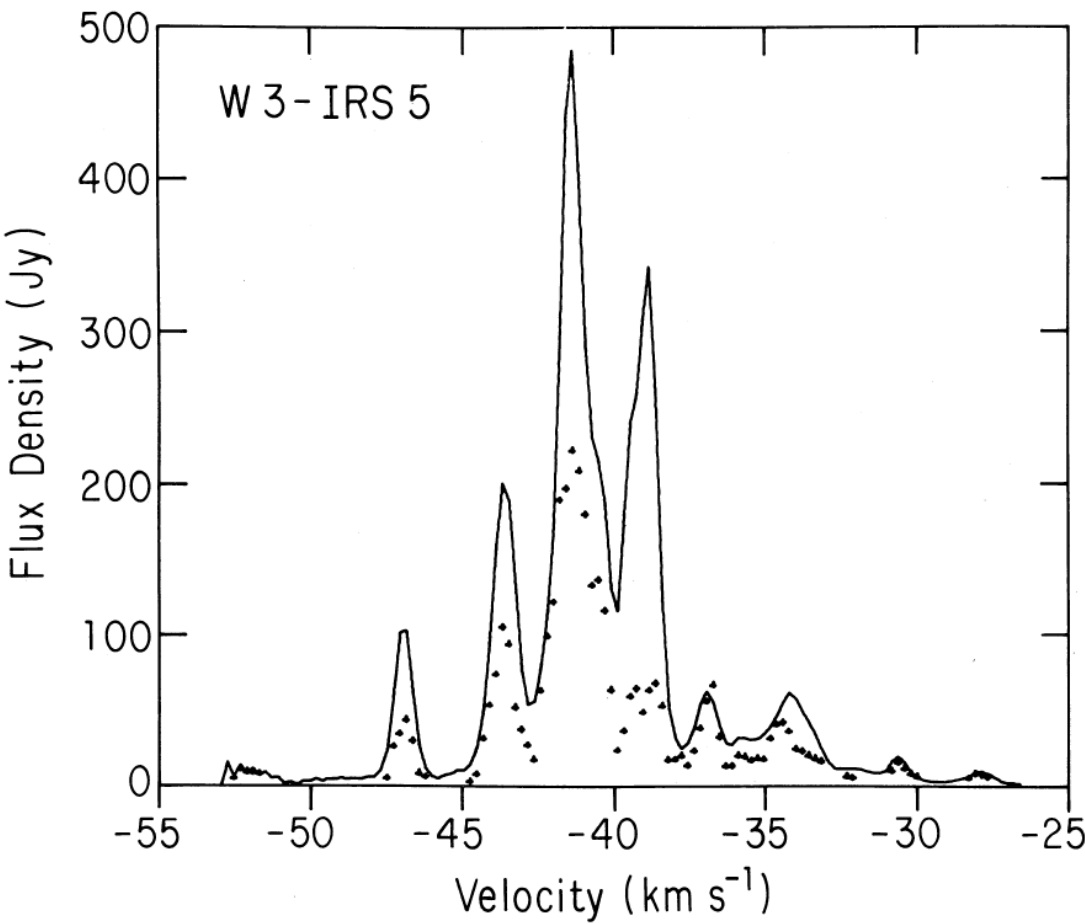


図. 4. W3 IRS5 の全パワースペクトルを実線で示す。記号は、図のマップの特徴量に含まれるフラックス密度の和を示す。
5. 図2と同様に、フラックス密度スケールは¹⁰⁰として扱う必要がある。}

表 II. W3 IRS5 の水塊.

VELOCITY KM S ⁻¹	FLUX JY	RA OFFSET 0".001	DEC OFFSET 0".001	RANGE KM S ⁻¹	VELOCITY KM S ⁻¹	FLUX JY	RA OFFSET 0".001	DEC OFFSET 0".001	RANGE KM S ⁻¹
-52.3	12	193.2+-3.9	1023.1+-3.0	1.1	-40.5	94	206.2+-0.6	-330.4+-0.5	1.1
-46.9	37	-6.4 1.0	130.8 0.3	1.1	-40.4	56	125.6 0.2	1113.5 0.5	1.1
-46.6	12	184.8 1.1	1020.3 1.1	1.3	-39.5	42	-16.4 1.3	893.9 0.5	0.6
-43.7	81	600.8 1.6	577.4 1.1	1.7	-38.7	31	205.8 0.8	-331.0 0.1	1.9
-43.6	27	345.9 2.4	760.7 1.6	2.1	-38.6	37	272.7 0.8	203.3 0.6	1.1
-42.9	6	20.1 4.4	1124.2 0.7	0.4	-36.8	68	0.0 0.5	-0.0 0.1	2.3
-42.4	11	385.4 0.6	410.3 1.1	0.6	-35.8	11	716.6 1.9	-1389.5 1.7	1.1
-42.2	19	362.1 2.1	726.2 0.8	1.1	-34.9	18	0.5 1.2	2.3 0.4	1.7
-42.0	48	300.5 0.8	1068.3 0.9	0.8	-34.2	30	685.6 2.3	-1380.7 1.9	1.9
-41.6	66	35.9 1.4	973.7 0.7	0.4	-32.3	5	701.7 1.1	-1302.2 0.5	0.4
-41.3	145	-20.7 0.4	44.7 0.6	1.1	-30.6	15	773.9 0.4	619.9 1.0	1.1
-41.0	98	205.9 0.6	-329.6 0.4	1.5	-28.0	7	775.0 2.6	620.3 1.9	0.8
-40.8	47	386.4 0.5	363.7 0.3	0.4					

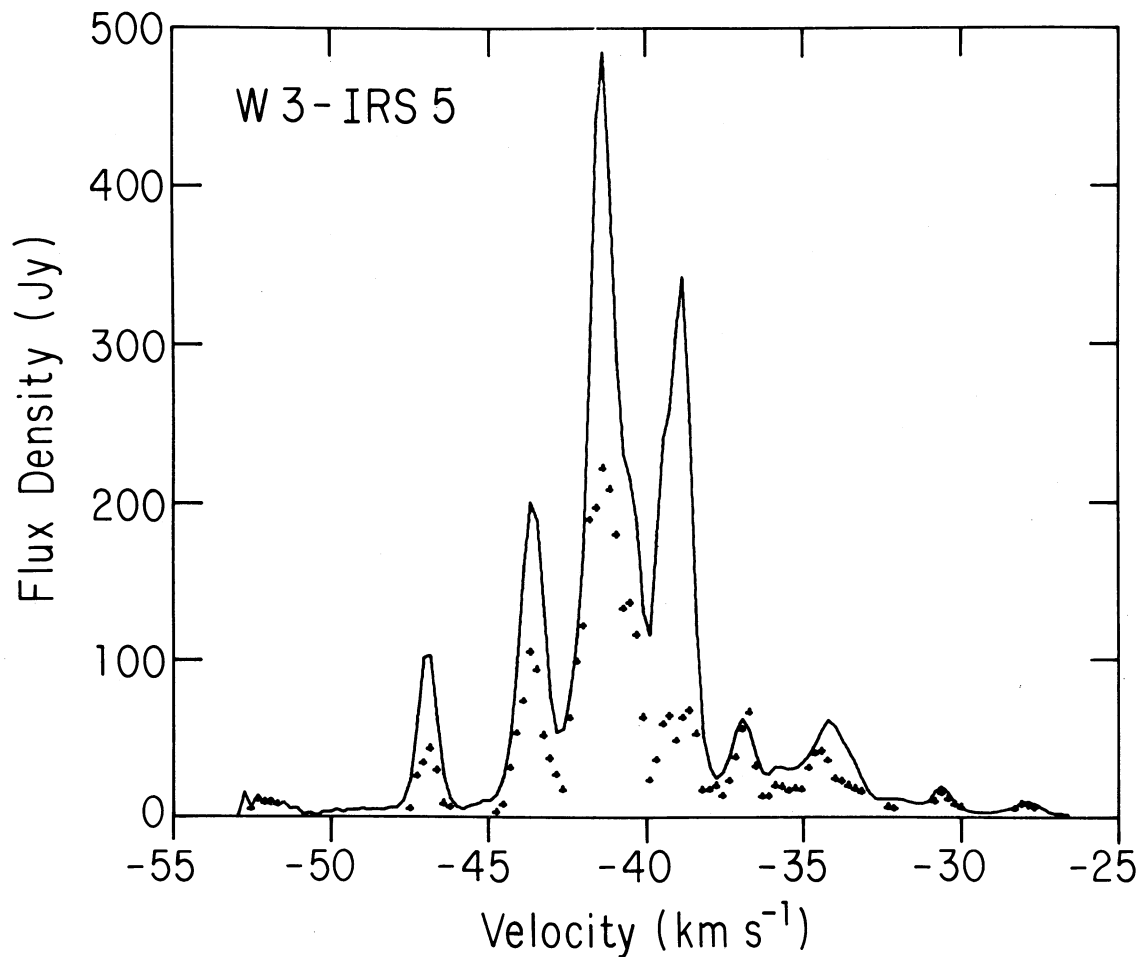


FIG. 4. The total-power spectrum of W3-IRS5 is shown by a solid curve. The symbols show the sum of the flux densities in the features in the map of Fig. 5. As in Fig. 2, the flux density scale should be treated with caution.

TABLE II. Water masers in W3-IRS5.

VELOCITY KM S ⁻¹	FLUX JY	RA OFFSET 0".001	DEC OFFSET 0".001	RANGE KM S ⁻¹	VELOCITY KM S ⁻¹	FLUX JY	RA OFFSET 0".001	DEC OFFSET 0".001	RANGE KM S ⁻¹
-52.3	12	193.2+-3.9	1023.1+-3.0	1.1	-40.5	94	206.2+-0.6	-330.4+-0.5	1.1
-46.9	37	-6.4 1.0	130.8 0.3	1.1	-40.4	56	125.6 0.2	1113.5 0.5	1.1
-46.6	12	184.8 1.1	1020.3 1.1	1.3	-39.5	42	-16.4 1.3	893.9 0.5	0.6
-43.7	81	600.8 1.6	577.4 1.1	1.7	-38.7	31	205.8 0.8	-331.0 0.1	1.9
-43.6	27	345.9 2.4	760.7 1.6	2.1	-38.6	37	272.7 0.8	203.3 0.6	1.1
-42.9	6	20.1 4.4	1124.2 0.7	0.4	-36.8	68	0.0 0.5	-0.0 0.1	2.3
-42.4	11	385.4 0.6	410.3 1.1	0.6	-35.8	11	716.6 1.9	-1389.5 1.7	1.1
-42.2	19	362.1 2.1	726.2 0.8	1.1	-34.9	18	0.5 1.2	2.3 0.4	1.7
-42.0	48	300.5 0.8	1068.3 0.9	0.8	-34.2	30	685.6 2.3	-1380.7 1.9	1.9
-41.6	66	35.9 1.4	973.7 0.7	0.4	-32.3	5	701.7 1.1	-1302.2 0.5	0.4
-41.3	145	-20.7 0.4	44.7 0.6	1.1	-30.6	15	773.9 0.4	619.9 1.0	1.1
-41.0	98	205.9 0.6	-329.6 0.4	1.5	-28.0	7	775.0 2.6	620.3 1.9	0.8
-40.8	47	386.4 0.5	363.7 0.3	0.4					

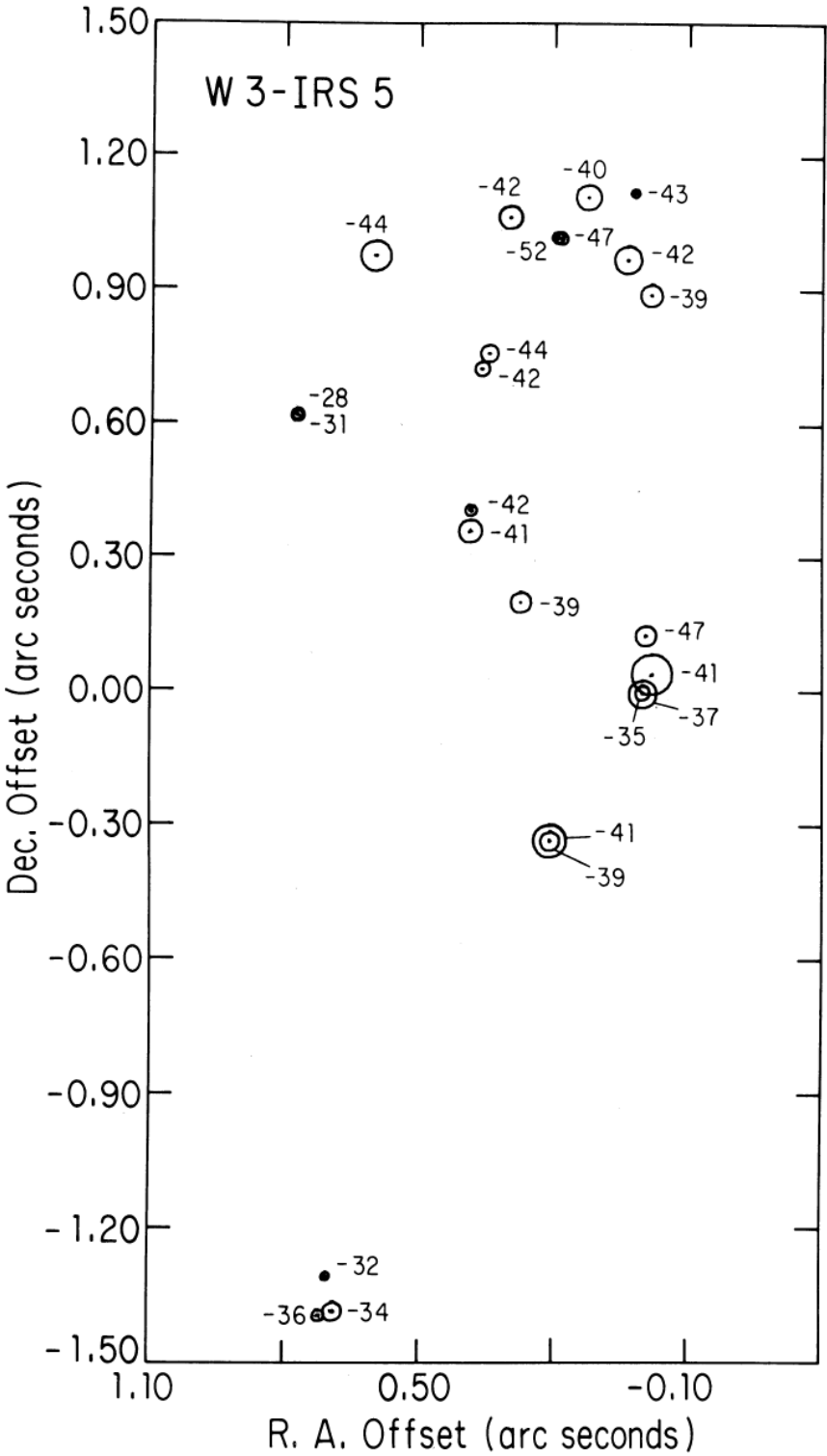


図5. 5. W3 IRS5 の H2Oメーザーのマップ。各特徴は、その面積がフラックス密度に比例する円と、その腕が特徴位置の1シグマ誤差を示す十字で示されている。

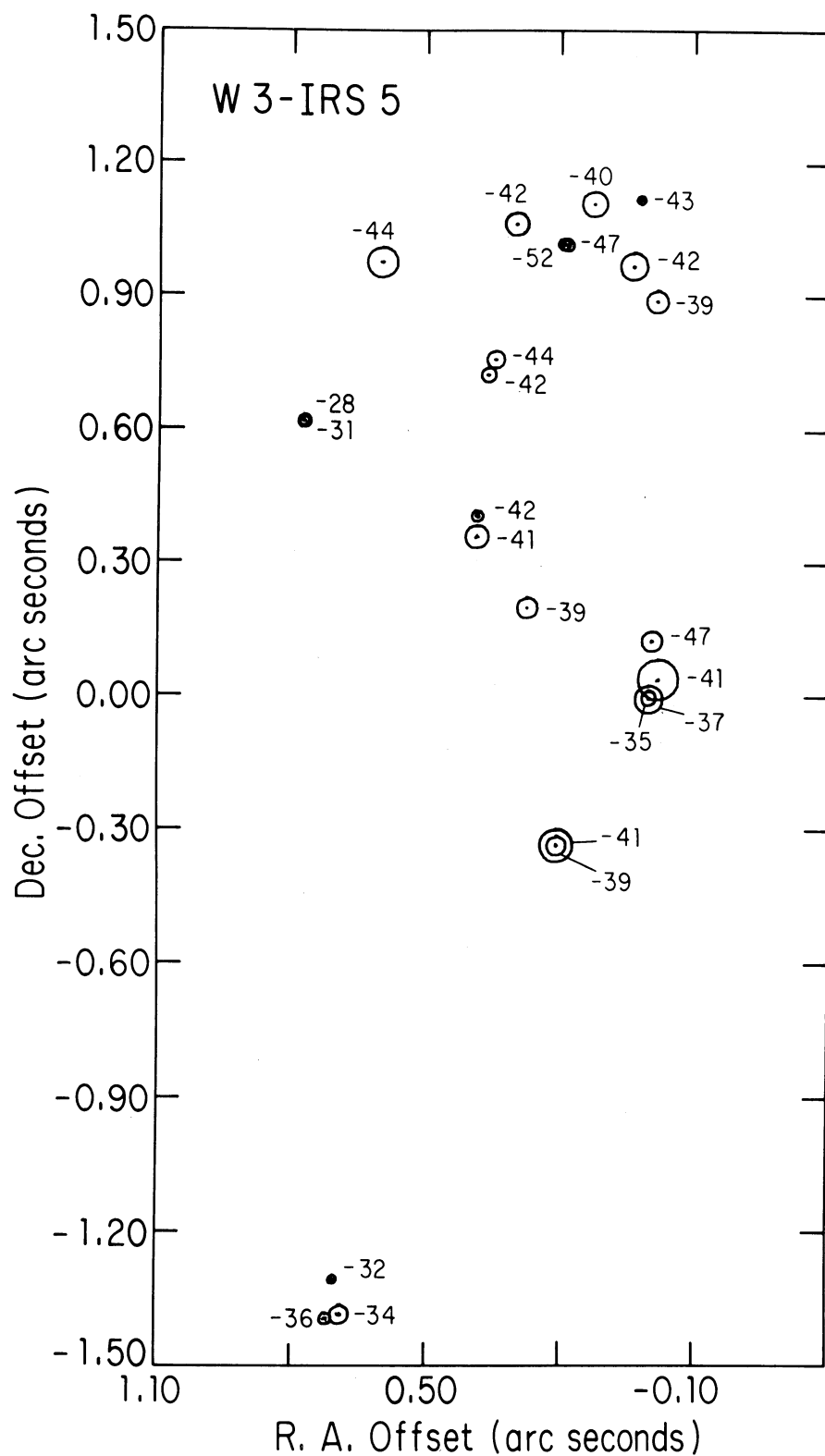


FIG. 5. The map of H_2O masers in W3-IRS5. Each feature is marked by a circle whose area is proportional to its flux density and by a cross, the arms of which indicate the one sigma errors in the feature position.

Werner et al. 近赤外域のスペックル干渉計の結果、約1秒角の隔たりを持つ2倍であることがわかった (Low 1980)。15GHzの電波観測 (Colley 1980) は、7mJyの連続光源がH20メーザーの約1秒前にあることを示している。全光度が高く、電波の放射が弱いことから、IRS5 is は新しく形成された0星であることがわかる。星が電波源の位置にある場合、theメーザーから約1017cmのところにあり、これはメーザー領域の大きさに匹敵する。また、電波源が新しく形成された星の中で最も進化したもの(おそらく2個、赤外二重星で示される)を示し、メーザーのクラスターが別々の天体を示す可能性もある。いずれにせよ、電波放射が弱い明るい赤外線天体とH20メーザーの関連付けは、星間H20メーザーが新しく形成された0B星を取り囲む高密度分子ガスの乱れた領域で発生するという現在の考えを支持するものである (Genzel et al. 1978)。

IV. 結論

The multiple-point fringe-rate method of mapping
複数のlineVLBI点音源フリンジは、速度がどのオブジェクトで構成されているかを調査する点音源のどのオブジェクトを調査するかをマッピングする小さなメソッドツール番号で、有用な速度である。このタイプの構造は天体物理学的メーザーに典型的である。各周波数で1点以上の $than$ を扱うことができるため、古い1点フリンジレート法よりもはるかに正確で信頼性の高い方法である。クロックエラーによる位相勾配の許容範囲とマップグリッドの回避により、開口合成よりもはるかに使いやすい。この方法を使用する場合、様々な制限を理解する必要がある。現在までに用いられているフリンジ率法と同様に、個々の音源は点であると仮定する。ある特徴が部分的に解決された場合、マップ内の全フラックス密度は減少する。

というのも、 the 特徴の相対的なフリンジ率は、数個のフリンジ間隔しか離れていないため、各スキャンのフリンジ率分解能よりも低い可能性があるからである。良い位置が得られる空間窓は、フリンジ率のピークの不鮮明さによって制限され、積分時間の関数である。最後に、特徴を見つけるための自動マチックプログラムは、スプリアスな特徴を避けるためにチェックされなければならない。フリンジ間隔が数個しかないフィーチャーを分離できないことは、フリンジ間隔が大きい18cmの0Hメーザーの観測にとって深刻な問題である。この方法は、フリンジ間隔が小さく、開口合成のための完全な校正が18cmの場合よりもはるかに困難な1.35cmのH20メーザーの観察に最も有用である。W3 (0H) と W3 IRS5 の H20メーザーマップ点のマップが提示され、論文I. では、このマップが、meth-386-0dの使用を実証している。これらのマップは、特に混同が多いW3 (0H) において、一点フリンジ率マップよりも有意に多くの特徴を示している。両ソースの特徴の分布が広いと、活動の中心への分割が難しく、各ソースが単一のエネルギーソース、おそらく新しく形成された、はるかに π 大きい π と π によって励起されていることを示唆している。より類似した複雑な結論の出典は、 for **far larger and more complex source, W49N, by a 386-point map presented in Paper I.**

F. Isreal, B. Allen, B. Burke, J. Moran, S. Lichten に感謝する。特に、オーエンスバレー電波観測所(OVRO)望遠鏡にパークレーメーザーを設置してくれたD. N. Matsakisと、観測とデータ処理に協力してくれたJ. A. Garcia Barretoに感謝する。また、シャーロットツビルの観測所とNRAOのスタッフの支援に感謝する。この研究の多くにおいて、OVRO の支援に感謝する。OVROとHaystack ObservatoryでのVLBI研究は、全米科学財団の支援を受けている。

参考文献

パーク、D.F.、ジュフリダ、T.S.、ハシック、A.D. (1978). アストロフィ. J. Lett. 226, L21.
クラーク、B. G. (1973). IEEE 61, 1242.
コリ、D. (1980). Mon. not.R. 天文学. 193, 495
ジェンツェル、R.、ダウネス、D.、モラン、J.M.、ジョンストン、K.J.、スペンサー、J.H.、ウォーカー、R.C.、ハシック、A.、マトヴェインコ、L.I.、コーガン、L.R.、コステンコ、V.I.、ロンナン、B.、リドベック、O.E.H.、モイゼフ、I.G.(1978). 天文学. アストロフィス. 66, 13.
ジュフリダ、T. S. (1977). 博士論文、マサチューセッツ工科大学。
を用いた。このような状況下において、本論文はどのように構成されるのだろうか。科学 198, 1153。
を用いた。このような研究成果をもとに、研究者・技術者・研究者間の情報交換を行う。アストロフィス. J. 244, 76.
Low, F. (1980). 1990年代の光学望遠鏡と赤外線望遠鏡、A. Hewitt編(Kitt Peak National Observatory, Tucson), Vol.2, p.

モラン、J. M. (1973). IEEE 61, 1236. Moran, J. M. (1976). 実験物理学の方法』(M編)において。
L. Meeks (Academic, New York), Vol. 12C, p. 228.
このような状況下において、「医療費抑制のための対策」を講じることが重要である。アストロフィ. J. 214, 60。
を用いた。(1978). アストロフィス. J. 220, 229。
このような状況下において、「医療費抑制のための対策」を講じることが重要である。アストロフィ. J. 239, 89。
このような状況下において、「医療費抑制のための対策」を講じるためには、「医療費抑制のための対策」を講じる必要がある。アストロフィス. J. 220, 229。
(1981). Garcia Barreto, J. A. (1981). アストロフィスに投稿。
J. (論文 I)。
ウェルナー、M.W.、ベックリン、E.E.、ガトリ、I.、ノイゲバウアー、G.、セルグレン、K.、トロンソン、H.A.、ハーバー、D.A.、ローウェンシュタイン、R.、モーズリー、S.H. (1980). アストロフィス. J. 242, 601。

(Werner *et al.* 1980) with a total luminosity of $2 \times 10^5 L_{\odot}$. Speckle interferometry results in the near infrared show that it is a double with a separation of about 1 arcsec (Low 1980). Radio observations at 15 GHz (Colley 1980) show that a 7-mJy continuum source lies about 1 arcsec east of the H₂O masers. The high total luminosity and weak radio emission indicate that IRS5 is a newly formed O star. If the star is located at the position of the radio source, it lies about 10^{17} cm from the masers, which is comparable to the size of the maser region. It is also possible that the radio source marks the most evolved of several newly formed stars (perhaps 2, as indicated by the infrared double) and that the possible clusters of masers mark separate objects. In any case, the association of a bright infrared object that has weak radio emission with H₂O masers supports the current belief that interstellar H₂O masers occur in disturbed regions of dense molecular gas surrounding newly formed OB stars (cf. Genzel *et al.* 1978).

IV. CONCLUSIONS

The multiple-point fringe-rate method of mapping spectral-line VLBI sources is a useful tool with which to study objects which consist of a small number of point sources at each velocity. This type of structure is typical of astrophysical masers. The ability to deal with more than one point at each frequency makes it much more accurate and reliable than the older single-point fringe-rate method. The tolerance of phase slopes due to clock errors and the avoidance of a map grid make it much easier to use than aperture synthesis. When the method is used, various limitations must be understood. As with any fringe-rate method used to date, the individual sources are assumed to be points. When a feature is partially resolved, its total flux density in the map will be reduced. The ability to separate close features is not nearly as good as with aperture synthesis, because the

relative fringe rates of features only a few fringe spacings apart may be less than the fringe-rate resolution of each scan. The spatial window over which good positions can be obtained is limited by smearing of fringe-rate peaks, and is a function of integration time. Finally, the automatic program for finding features must be checked to avoid spurious features. The inability to separate features that are only a few fringe spacings apart is a severe problem for observations of OH masers at 18 cm, where the fringe spacings are large. The method is most useful for observations of H₂O masers at 1.35 cm, where the fringe spacings are small and where full calibration for aperture synthesis is much more difficult than at 18 cm.

Maps of the H₂O masers in W3(OH) and W3-IRS5 were presented which demonstrate the use of the method. These maps show significantly more features than single-point fringe-rate maps, especially in W3(OH), where there is much confusion. The wide distribution of features in both sources makes division into centers of activity difficult and suggests that each source is excited by a single energy source, presumably a newly formed, massive star. A similar conclusion is suggested for the far larger and more complex source, W49N, by a 386-point map presented in Paper I.

I wish to thank F. Isreal, B. Allen, B. Burke, J. Moran, and S. Lichten for assistance before and during the observations. I especially thank D. N. Matsakis for his efforts in installing a Berkeley maser on the Owens Valley Radio Observatory (OVRO) telescope and J. A. Garcia-Barreto for his help during the observations and data processing. I also thank the staffs of the observatories and of NRAO, in Charlottesville, for their support. I gratefully acknowledge the support of the OVRO during much of this work. VLBI research at OVRO and at Haystack Observatory is supported by the National Science Foundation.

REFERENCES

- Burke, D. F., Giuffrida, T. S., and Haschick, A. D. (1978). *Astrophys. J. Lett.* **226**, L21.
- Clark, B. G. (1973). *Proc. IEEE* **61**, 1242.
- Colley, D. (1980). *Mon. Not. R. Astron. Soc.* **193**, 495.
- Genzel, R., Downes, D., Moran, J. M., Johnston, K. J., Spencer, J. H., Walker, R. C., Haschick, A., Matveyenko, L. I., Kogan, L. R., Kostenko, V. I., Ronnang, B., Rydbeck, O. E. H., and Moiseev, I. G. (1978). *Astron. Astrophys.* **66**, 13.
- Giuffrida, T. S. (1977). Ph.D. thesis, Massachusetts Institute of Technology.
- Haschick, A. D., Burke, B. F., and Spencer, J. H. (1977). *Science* **198**, 1153.
- Haschick, A. D., Reid, M. J., Burke, B. F., Moran, J. M., and Miller, G. (1981). *Astrophys. J.* **244**, 76.
- Low, F. (1980). In *Optical and Infrared Telescopes of the 1990's*, edited by A. Hewitt (Kitt Peak National Observatory, Tucson), Vol. 2, p. 825.
- Moran, J. M. (1973). *Proc. IEEE* **61**, 1236.
- Moran, J. M. (1976). In *Methods of Experimental Physics*, edited by M. L. Meeks (Academic, New York), Vol. 12C, p. 228.
- Reid, M. J., Muhleman, D. O., Moran, J. M., Johnston, K. J., and Schwartz, P. R. (1977). *Astrophys. J.* **214**, 60.
- Reid, M. J., and Muhleman, D. O. (1978). *Astrophys. J.* **220**, 229.
- Reid, M. J., Haschick, A. D., Burke, B. F., Moran, J. M., Johnston, K. J., and Swenson, G. W. (1980). *Astrophys. J.* **239**, 89.
- Walker, R. C., Burke, B. F., Haschick, A. D., Crane, P. C., Moran, J. M., Johnston, K. J., Lo, K. Y., Yen, J. L., Broten, N. W., Legg, T. H., Greisen, E. W., and Hansen, S. S. (1978). *Astrophys. J.* **220**, 229.
- Walker, R. C., Matsakis, D. W., and Garcia-Barreto, J. A. (1981). Submitted to *Astrophys. J.* (Paper I).
- Werner, M. W., Becklin, E. E., Gatley, I., Neugebauer, G., Sellgren, K., Thronson, H. A., Harper, D. A., Loewenstein, R., and Moseley, S. H. (1980). *Astrophys. J.* **242**, 601.